



UNIVERSIDAD COMPLUTENSE DE MADRID

FACULTAD DE CIENCIAS FÍSICAS DEPARTAMENTO DE ASTROFÍSICA
Y CIENCIAS DE LA ATMÓSFERA

Estudio espectroscópico en el infrarrojo de una muestra de galaxias con formación estelar activa a $z=0.8$

Alejandro Sánchez de Miguel

Trabajo de investigación del Máster en Astrofísica

Noviembre 2008

*Directores: Jesús Gallego Maestro
Jaime Zamorano Calvo*

ÍNDICE GENERAL

Resumen	1
1. Introducción	3
1.1. Trazadores de formación estelar	4
1.2. La historia de la formación estelar en el Universo	5
1.3. Objetivos del trabajo	5
1.4. La muestra de objetos	6
2. Observaciones y Procesado de datos	9
2.1. Campaña espectroscópica multiobjeto	9
2.2. Reducción de Espectros LIRIS	9
2.3. Análisis de los datos	14
3. Análisis de la muestra de candidatos	17
3.1. Propiedades físicas de las galaxias estudiadas	17
3.2. Propiedades físicas de las galaxias con formación estelar a $z=0.84$	52
3.3. Eficiencia de los métodos de búsqueda por filtros estrechos	62
4. Metalicidad de las galaxias a $z=0.8$	65
5. Conclusiones y trabajo futuro.	69
Bibliografía	73

SUMMARY

We present spectroscopy of 48 galaxies selected using narrow-band filter centred at $H\alpha$ restframe $z=0.84$. This work also provide data about physical properties of this galaxies as metallicity, star formation rate relation with mass and other properties. We also study the effects of selection criteria in metallicity results publish in the literature at the moment.

INTRODUCCIÓN

La comprensión de los estados físicos de las galaxias durante la historia del universo es parte fundamental del camino para obtener la respuesta a una de las grandes preguntas de la humanidad, de donde venimos. No en vano la vida en la Tierra, muy probablemente, sería inviable en galaxias de baja metalicidad en las que los planetas no pudieran formarse, tal y como parece que sucede en las estrellas que actualmente se estudian en los cúmulos globulares de nuestra galaxia. Por otro lado, las galaxias más masivas evolucionan más rápido, esto provoca que estas galaxias presenten una mayor metalicidad. En estas galaxias por tanto hay una mayor probabilidad de que se formen planetas, aun que es poco probable que se desarroye vida en estos planetas ya que no existe polvo que apantalle las radiaciones nocivas de los agujeros negros supermasivos que hay en su centro.

Este trabajo trata de una época de transición en el Universo, de cuyas condiciones físicas desconocemos al detalle aunque si comenzamos a vislumbrar la composición del cuadro. Entender por tanto como eran las propiedades físicas de estas galaxias con formación estelar es una pequeña pieza dentro del puzzle que intentamos recomponer en el grupo de investigación de la Universidad Complutense de Madrid desde el año 1989. Este trabajo es continuación del realizado por Víctor Villar para su tesis (en preparación), centrada en el estudio de la tasa de formación estelar a $z=0.84$ usando la técnica del filtro estrecho. En este trabajo pretendemos caracterizar la muestra observada por Víctor con el fin de comprender el estado físico de las galaxias de esa muestra seleccionada usando la emisión $H\alpha$ de las galaxias con formación estelar activa. Este estudio se complementa con los trabajos realizados por los miembros del grupo de investigación en la exploración UCM, muestra local de galaxias con formación estelar activa (en la que han participado tres generaciones de doctores de nuestro departamento), y las muestras a diferentes desplazamientos al rojo en las que han trabajado Sergio Pascual, Pablo G. Pérez-González y en la actualidad también Guillermo Barro.

Todos estos recursos humanos, las observaciones realizadas en colaboración con nuestros colaboradores del IAC (José Acosta Pulido), en al Universidad de Florida (Miguel Charcos) y resto de compañeros del departamento son los que me han permitido realizar este estudio sobre las propiedades física de esta muestra de galaxias con formación estelar activa a desplazamiento al rojo $z=0.84$.

1.1 TRAZADORES DE FORMACIÓN ESTELAR

Existen numerosos métodos para medir la tasa de formación estelar, estos son los que nos ayudan a diferenciar las galaxias pasivas de las que están formando estrellas. Cada método tiene sus peculiaridades y nos ayudan a conocer el estado físico de la formación estelar en la muestra estudiada. Sin embargo, es necesario que dichos trazadores se calibren unos con otros dadas las diferencias intrínsecas que hay entre cada uno de ellos. La tasa de supernovas es el método más directo de medir la tasa de formación estelar, sin embargo esta solo traza la parte más alta del IMF(15) y existe el problema de las SN_E y de la imposibilidad de su aplicación cuando no es posible resolver espacialmente las regiones de formación estelar como en las galaxias SBN. Hay otros métodos como la emisión en 1.4 GHz que pretenden trazar la emisión de los remanentes de supernova. Es un campo de investigación prometedor pero las medidas en radio pueden estar afectadas por la presencia de AGNs que desvirtuarían las medidas en parte.

Otro método muy generalizado es el estudio de la tasa de formación estelar usando la luminosidad infrarroja. La principal ventaja de este método es que se puede considerar que no esta afectado por extinción pero si es sensible en cambio a la metalicidad y a la IMF ya que es sensible a la estrellas de baja masa. Las líneas de recombinación de elementos como el oxígeno, azufre y nitrógeno pueden ser utilizadas para establecer las condiciones del gas circundantes a las regiones de formación estelar. Sin embargo la abundancia de estos elementos es un dato necesario para poder calcular correctamente la tasa de formación estelar y no siempre es posible conseguir una estimación de la metalicidad de la galaxia, que además no tiene porque coincidir de manera exacta con la de la región de formación estelar (como ejemplo sirvan las regiones de formación estelar de las nubes de Magallanes que a distancias cosmológicas pueden ser interpretadas con de la propias de la Vía Láctea). Por último una de la líneas más utilizadas es $[OII]\lambda 3727\text{\AA}$ esta situada en la región azul del espectro y por tanto muy afectada de extinción por polvo.

La emisión en ultravioleta es un trazador directo de la cantidad de estrellas con altas temperaturas superficiales que hay en la galaxia. Generalmente estas son estrellas jóvenes, sin embargo en la actualidad se han encontrado estrellas viejas con emisión en ultravioleta dentro del llamado bucle azul, estas serian una fuente de error al que hay que añadir a la fuerte sensibilidad a la extinción del UV. Por último el estudio de las líneas de recombinación del hidrógeno es un buen trazador de la formación estelar con diferente sensibilidad a la extinción dependiendo del rango de longitudes de onda accesibles a la observación. La medida de la tasa de la formación estelar usando $H\alpha$ es la que más tradición tiene y mejor estudiada esta en nuestro universo local, por otro lado la extinción en esta longitud de onda es baja. Existen otros trazadores menos sensibles como $Br\alpha$ pero están mucho menos estudiados y su luminosidad es menor que $H\alpha$.

También existen otros trazadores en altas energías ($L_X \sim SFR$) pero se han detectado contaminantes de tipo “LMXB” no relacionados con la formación estelar con lo que también es necesario corregir por ese factor(16).

Por tanto, la elección de $H\alpha$ es una elección robusta y muy estudiada, ideal para las exploraciones a altos desplazamientos al rojo.

1.2 LA HISTORIA DE LA FORMACIÓN ESTELAR EN EL UNIVERSO

La tasa de formación estelar del Universo es una de las mayores restricciones para los modelos teóricos de la evolución del Universo. Las observaciones actuales han contribuido a restringir notablemente los modelos cosmológicos y de evolución química. Para llegar a obtener los datos que nos conduzcan al modelo cosmológico real es necesario conocer con cierto detalle la historia de la formación estelar.

El panorama de la historia de la formación estelar entre $z=3$ y ahora comienza a perfilarse de manera coherente usando diversos trazadores de formación estelar. Sabemos que la tasa de formación estelar ha caído de manera acusada de $z=3$ a la actualidad, las observaciones parecen indicar que en torno a $z=0.8$ y 1.4 hay un cambio de tendencia en la pendiente de la evolución de la tasa de formación estelar (A. M. Hopkins 2004 (17)), sin embargo no está clara la razón física de este cambio de pendiente. Se ha propuesto que un cambio en el ritmo de colisiones masivas de galaxias pudiera producir este cambio de pendiente, este es todavía un tema en discusión (Conselice, 2008(18), Pérez-Gonzalez et al 2008(9)). En este trabajo hemos intentado contribuir estableciendo las propiedades físicas de las galaxias a $z=0.84$.

El único modo de llegar a comprender la historia de la formación estelar en el Universo es medir con todos los indicadores posibles la tasa de formación estelar para evitar los sesgos de los que hemos tratado en la sección anterior (sección 1.1) y en paralelo estudios detallados de las propiedades físicas de las galaxias sobre las que se intentan usar los métodos anteriores para evitar dar por supuestas hipótesis erróneas necesarias para poder aplicar dichos métodos.

1.3 OBJETIVOS DEL TRABAJO

El objetivo de este trabajo es estudiar las propiedades físicas de las galaxias con formación estelar activa observadas usando la técnica del filtro estrecho por Víctor Villar en su trabajo de Tesis y Trabajo de Investigación de tercer ciclo durante el 2005 a 2008 (capítulo 3). El interés del estudio de estas galaxias es la uniformidad de la investigación de estos objetos en varias épocas del universo (muestra local, $z=0.24$, 0.4 y 0.8) dentro de nuestro grupo de investigación por parte de los investigadores Jesús Gallego y Sergio Pascual. Por otro lado estudiar la eficiencia de esta técnica y confirmar la naturaleza física de los objetos seleccionados. Por último en el capítulo 4 usaremos los datos proporcionados por la base de datos Rainbow y nuestros espectros observados para estudiar la metalicidad típica en esa época del universo.

1.4 LA MUESTRA DE OBJETOS

1.4.1 LA TÉCNICA DEL FILTRO ESTRECHO

A la hora de seleccionar nuestros candidatos a galaxia con formación estelar activa existen diversos métodos. El primero es la búsqueda de galaxias observadas con espectroscopía¹, que tengan emisión en líneas típicas de galaxias con formación estelar, tales como $[OII]\lambda 3727\text{\AA}$, pero estas técnicas suponen un gran gasto en tiempo de telescopio y restringido a zonas del espectro donde hay líneas fácilmente detectables. El método de detección de filtro estrecho al ser una técnica de imagen permite cubrir un área mucho mayor que otras y con una gran resolución espacial, ya que las técnicas actuales de espectroscopía multiobjeto impiden que se sitúen las mascarar o fibras demasiado cerca unas de otras. El fundamento de este técnica se basa en la gran intensidad de la línea $H\alpha$ en las galaxias con formación estelar activa. Para realizar la detección de esta línea se usa un filtro ancho (en nuestro caso J) para trazar la emisión del continuo y la línea se intenta detectar con un filtro estrecho adecuado con la longitud de onda correspondiente al desplazamiento al rojo que queremos estudiar. Posteriormente se sustrae la imagen de continuo a la imagen tomada con el filtro estrecho. En la imagen resultante solo destacan los objetos con un exceso en la longitud de onda seleccionada. De manera práctica esto se realiza usando técnicas de fotometría como el programa SEXTRACTOR. Posteriormente se realizan análisis en diagramas de color para descartar algunos candidatos con colores típicos de estrellas. Por último, para la muestra se seleccionaron tan solo aquellos objetos que superaban 2.5σ para no contaminar la muestra de objetos sin líneas de emisión (Figura 1.1). La descripción pormenorizada de los fundamentos esta técnica se pueden encontrar en la memoria del trabajo de investigación de postgrado de Víctor Villar.

1.4.2 LA MUESTRA OBSERVADA

La muestra fue seleccionada usando un filtro estrecho en $H\alpha$ desplazado al rojo para un $z=0.84$. La razón de utilizar esta técnica es que los datos de Sloan Digital Sky Survey (SDSS) indican que el 20 % de la galaxias que tienen emisión en $H\alpha$, no tienen emisión en $[OII]\lambda 3727\text{\AA}$ (línea utilizada por exploraciones espectroscópicas en el óptico para localización de candidatos a galaxias con formación estelar activa). Por otro lado un 30 % de las galaxias que tienen emisiones importantes en líneas de oxígeno, tienen poca emisión en $H\alpha$ (22 %) o ninguna (8 %). Esto implica que si bien han sido incluidos alguno candidatos de exploraciones espectroscópicas en nuestra muestra, no ha sido el criterio principal de selección. Otra de las ventajas de seleccionar objetos usando un filtro estrecho es que se realiza una selección automática en desplazamiento al rojo de manera muy fina. Esto impide introducir en la muestra objetos de diferentes desplazamientos al rojo.

La muestra ha sido dividida en dos grupos. El grupo principal contiene objetos con desplazamientos al rojo medidos estereoscópicamente de manera que la línea $H\alpha$ este suficientemente

¹la ortografía correcta según la RAE es espectroscopia, pero este uso resulta confuso ya que se utiliza la misma palabra es un contexto muy cercano, la técnica científica basada en la obtención de espectros y una imagen tomada por un espectroscopio

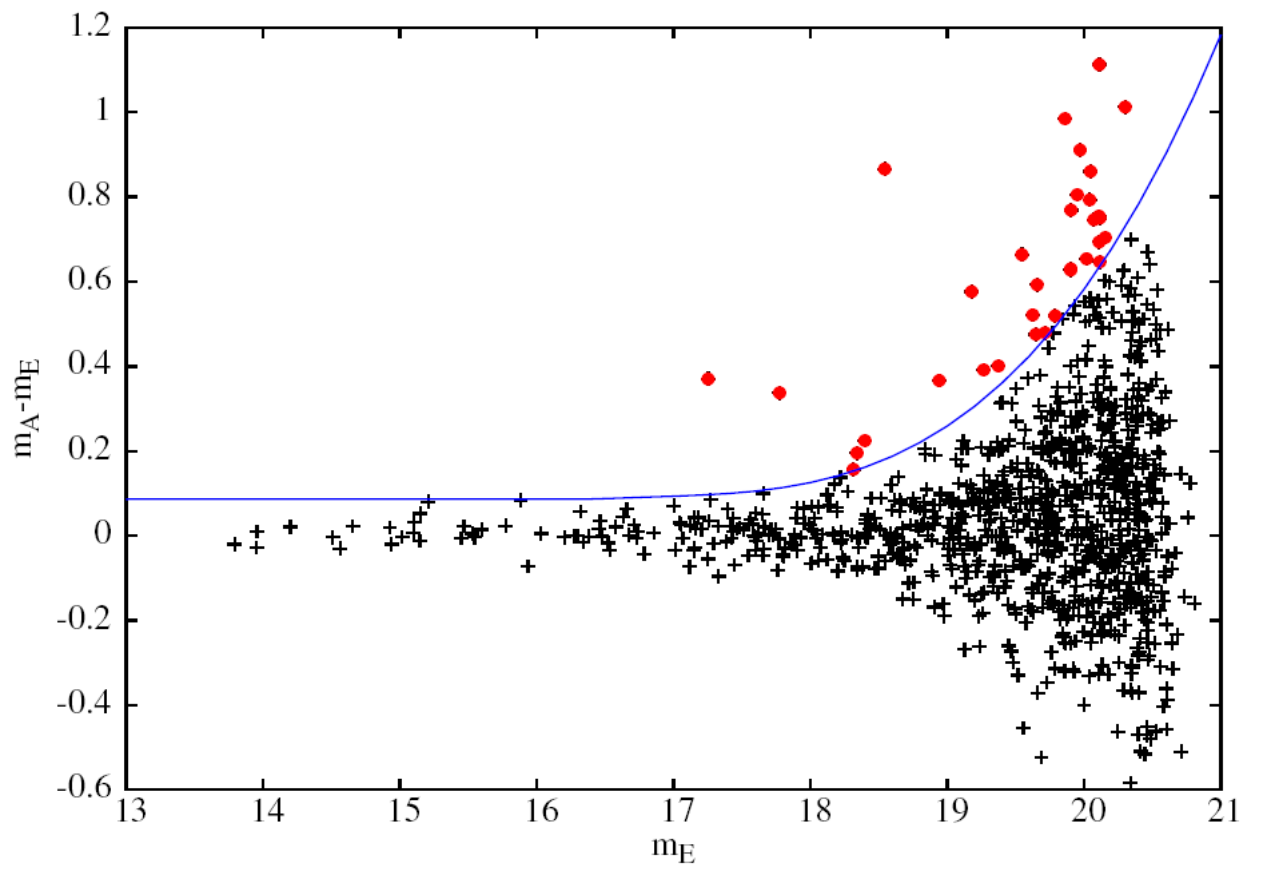


Figura 1.1: Diagrama color-magnitud para el campo Groth-2. La línea azul representa el límite de la selección de 2.5σ . Los círculos rellenos son los objetos seleccionados.

separada de las líneas de cielo OH. Y un segundo grupo en el que hay galaxias con confirmación espectroscópica de la existencia de $H\alpha$ pero ésta está situada muy cerca de las líneas de OH y objetos sin confirmación espectroscópica.

Este método ha sido utilizado en otras exploraciones y se han obtenido una eficiencia entorno al 80 % para objetos sin desplazamiento al rojo medido. De estos, encontramos $H\alpha$ lejos de las líneas de OH en un 70 % por lo que la probabilidad de encontrar este tipo de objetos es alta. Uno de los objetivos es confirmar para esta submuestra la naturaleza de estos objetos.

Algunos de nuestros objetos han sido seleccionados por su emisión en $[OIII]\lambda 5007 \text{ \AA}$ en vez de usando $H\alpha$ (están confirmados 14 objetos de este tipo, de los cuales se han observado 3). Estos objetos son muy importantes ya que nos pueden dar información de la naturaleza de las galaxias a $z = 1.4$. Sus flujos son muy altos por lo que se suponían AGNs. La línea de OIII puede utilizarse para estimar la masa de un eventual agujero negro supermasivo (Kauffma et al. 2003).

Para la mayoría de los objetos está disponible $[OIII]\lambda 5007 \text{ \AA}$, $[OII]\lambda 3727 \text{ \AA}$ y $H\beta$ y datos multifrecuencia: UV (Galex), datos ópticos de observatorios en tierra (de "u" a "z"), datos ópticos del HST y FIR (SPITZER).

OBSERVACIONES Y PROCESADO DE DATOS

2.1 CAMPAÑA ESPECTROSCÓPICA MULTIOBJETO

Las observaciones de este trabajo de fin de máster fueron realizadas por Víctor Villar como investigador principal y Jesús Gallego, Jaime Zamorano y José Acosta como co-autores de la propuesta. Las observaciones se realizaron los días 1, 2 y 3 de mayo de 2007 con en el Telescopio William Herchel de la Palma con el espectrógrafo infrarrojo de resolución intermedia (Long-slit Intermediate Resolution Infrared Spectrograph), LIRIS en adelante. Para la observación se solicitaron noches no necesariamente fotométricas pero si con la turbulencia atmosférica (seeing) menor posible. Como comentaremos más adelante este punto demostró ser fundamental en el resultado de las observaciones.

Para la realización de la observación se usó una mascara codificada con orificios para las estrellas de guiado. La resolución espectral es de 6 amstrong/pixel y la escala de placa es de 0.25"/pixel. El detector es una matriz Hawaii 1024×1024 HgCdTe operando a 65 K. Las rendijas son de 1 segundo de arco. Aunque las especificaciones indican que la sensibilidad del detector va de 9.000 Å a 15.000 Å, dependiendo de la posición de la rendija dentro de la mascara, nos da un intervalo de entre 6.000 Å y 17.000 Å. Si bien por debajo de 9.000 Å la sensibilidad baja notablemente y a partir de 15.000 Å el cielo es muy brillante; la configuración del instrumento no está optimizada para esa región del espectro.

Se utilizó el simulador de exposiciones para calcular el tiempo de exposición óptimo. Finalmente se observó en secuencias de 900 segundos por 6 ciclos AB. Para la siguiente simulación se utilizó una galaxia típica de la muestra (f3_4891, V. Villar et al 2008(12)).

2.2 REDUCCIÓN DE ESPECTROS LIRIS

2.2.1 INTRODUCCIÓN

Para la reducción de los espectros infrarrojos multi-objeto que se obtienen de las observaciones con LIRIS hemos decidido seguir el procedimiento de reducción estándar propuesto por nuestro colaborador Dr. José Acosta Pulido, que nos proporcionó sus notas y apoyo, ya que es buen conocedor del instrumento y sus particularidades. En particular se ha empleado el

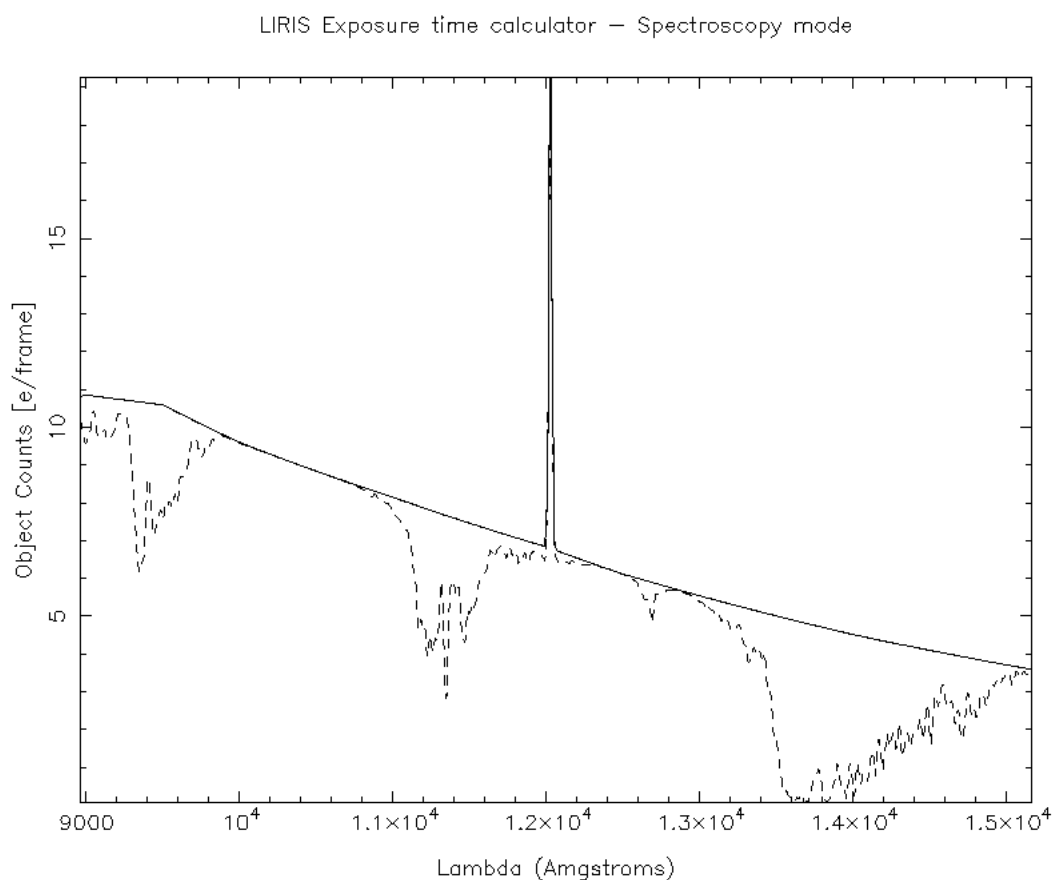


Figura 2.1: Simulación del numero de cuentas del objeto (f3_4891) en 6 ciclos de 900 segundos con una rendija de 1 seg de arco. Se observa en la figura la forma del continuo de la galaxia basado en su magnitud en J en trazo continuo. En trazo discontinuo el espectro esperado por la eficiencia del detector y absorciones de bandas telúricas. Fijarse en la absorción en 13.500 Å. Esta absorción es muy brusca y profunda por lo que hablaremos de ella en el sección 2.2.5

paquete desarrollado por Acosta para IRAF, LIRISDR en su versión 2.7. Durante el proceso se detectaron algunos problemas que fueron solucionados mediante mejoras desarrolladas a la medida y que serán introducidas en sucesivas versiones del paquete. A continuación se describen los pasos dados para la reducción.

2.2.2 PRE-REDUCCIÓN

La primera operación que debe realizarse consiste en la corrección desplazamiento de parte de la imagen debido a que la posición geométrica real representada no es la real por un fallo en la electrónica de lectura. Para corregir este efecto se usa la instrucción `lcpixmap`, que cambia las columnas 1 y 2 por las 513 y 514. Esta operación es previa para todas las imágenes que vayan a ser usadas en la reducción, tanto imágenes de calibraciones como imágenes científicas.

2.2.3 CALIBRACIÓN EN LONGITUD DE ONDA

Para la calibración en longitud de onda se dispone de los arcos de He-Ar. Los arcos corresponden a las diferentes rendijas de la máscara y su calibración debe hacerse teniendo en cuenta la posición en la máscara. Se usa el comando LTRIMIM para recortar las diferentes secciones de imagen correspondientes a los espectros de los diferentes arcos. Para la generación de estas secciones se usa SEXTRACTOR en una configuración peculiar, en donde se establece una excentricidad muy elevada de la apertura.

Para la creación de la base de datos necesaria para la calibración en longitud de onda y para las diversas correcciones geométricas se usa la función LMOSWAVECAL. Esta función tiene en cuenta la posición de las rendijas dentro de la máscara, ya que esto influye en el intervalo espectral cubierto por cada rendija. Esta función llama a los paquetes estándar de IRAF, AUTOIDENTIFY, REIDENTIFY y FITCOORDS que identifican las líneas del arco, aplican dicha identificación al espectro resultante y generan una base de datos para su posterior aplicación en las imágenes científicas. Es muy importante eliminar la gran cantidad de archivos temporales generados ya que impiden repetir la reducción.

El intervalo espectral de los arcos comprende desde 6.000 Å a 17.000 Å. La calibración hasta 15.000 Å no presenta problemas pero a partir de ese valor aparecen ordenes superiores que hacen casi imposible una calibración de calidad. Si fuera necesario para otro proyecto científico distinto al de este trabajo, se debería calibrar ese intervalo (15.000-17.000 Å) usando líneas de cielo. En nuestro caso como no tenemos objetos con líneas en ese intervalo hemos dejado esa opción. Una vez concluida la calibración en longitud de onda se está en disposición de reducir las imágenes científicas.

2.2.4 REDUCCIÓN DE LAS IMÁGENES CIENTÍFICAS

Las imágenes científicas finales se han obtenido tras la suma y calibración de las diferentes tomas obtenidas usando en procedimiento mencionado en la memoria de la observación. Para "construir" la imagen final a partir de las observaciones individuales ha sido necesario medir con precisión los desplazamientos entre las tomas y además recortar adecuadamente las secciones. Por ello se observó en todas las máscaras una estrella adicional a las estrellas de guiado que nos ha permitido calcular de manera precisa los desplazamientos. A continuación se han realizado las operaciones de suma y resta que se muestran en la figura 2.2.

Para realizar estas operaciones se ha usado la tarea LSPSKYNOD3PT. El resultado es una primera imagen sustraída de cielo. Debido a la gran intensidad de las líneas en esta región del espectro, una sola sustracción deja muchos residuos, ya que el cielo en infrarrojo es muy variable con el tiempo. Por ello es necesario realizar una segunda sustracción que se realiza con la instrucción LSPNODCOMB para luego calibrar en longitud de onda, realizar la segunda sustracción del cielo y sumar las diferentes imágenes. Aquí reaparece el problema de la calibración en longitud de onda que al no ser la calibración de alta calidad y al haberse realizado antes de la segunda sustracción, se producen irregularidades resultando una sustracción es deficiente. Conscientes de que este problema tiene una solución, estamos trabajando en una mejora del

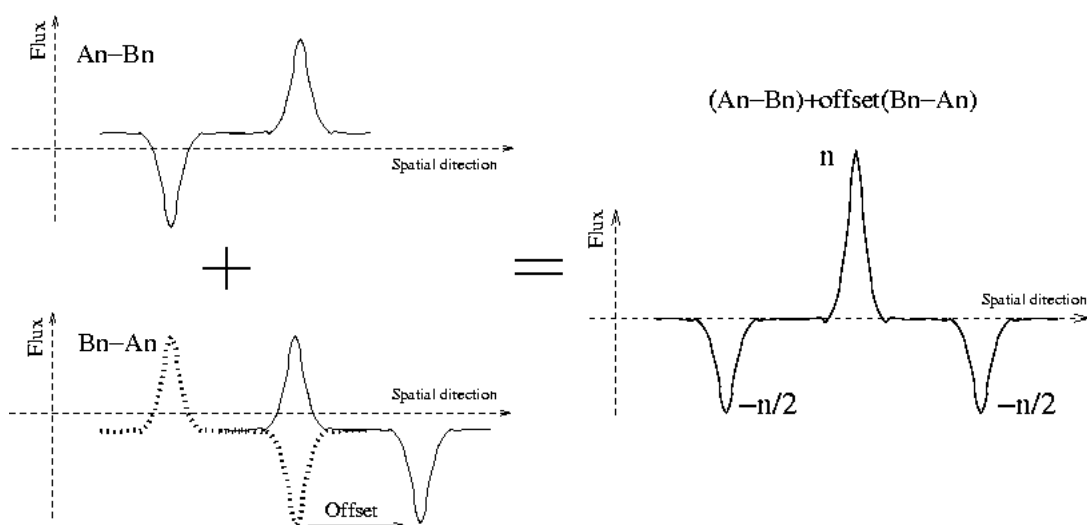


Figura 2.2: Esquema de operaciones de la reducción y sustracción del cielo. Este esquema pertenece a una configuración de observación con 2 nodos "A" y "B". Estas tomas se realizan con un cierto desplazamiento espacial entre ellas.

software para mejorar el proceso. En este momento las imágenes están calibradas en longitud de onda y es posible identificar la líneas. A continuación describiremos el procedimiento de calibración en flujo.

2.2.5 CALIBRACIÓN EN FLUJO

Los pasos descritos en el apartado anterior se aplican a la estrella estándar de calibración. Una vez que se dispone del espectro de la estrella calibrado en longitud de onda, se extraen los espectros de la estrella para las diferentes rendijas en las que se ha observado la estrella. El espectro unidimensional se obtiene con el comando APALL.

A continuación se usa el comando STANDARD para corregir la forma de los espectros usando como referencia el espectro de una estrella estándar de distribución espectral conocida. Por ello se observaron estrellas de tipos cercanos a A0V [hip75121 (A2V), hip56773 (A0V), hip67002 (A0) y hip64686 (A5). De estas últimas no se conoce la clase de luminosidad, se han supuesto pertenecientes a la secuencia principal]. Comparando los espectros observados y las tablas de flujo de las estrellas estándar se obtienen las curvas respuesta. Para ajustar los espectros con el fin de obtener la curva respuesta usamos el comando de IRAF SENSFUNC. Las diferentes curvas de corrección que hemos obtenido para cada rendija se combinan para calcular una única función respuesta.

El método habitual de ajuste por splines se encuentra el problema de la gran banda de absorción a 13.500 Å haciendo los ajustes poco realistas. Para solventarlo se ha desarrollado un método alternativo que consiste en dividir nuestros espectros en dos partes, trabajar con cada uno de ellos por separado y empalmarlos posteriormente al final del proceso. La diferencia entre la curva de sensibilidad calculada usando el método estándar y la propuesta para este trabajo puede verse en la figura 2.2. La razón principal para cambiar de método es que en la

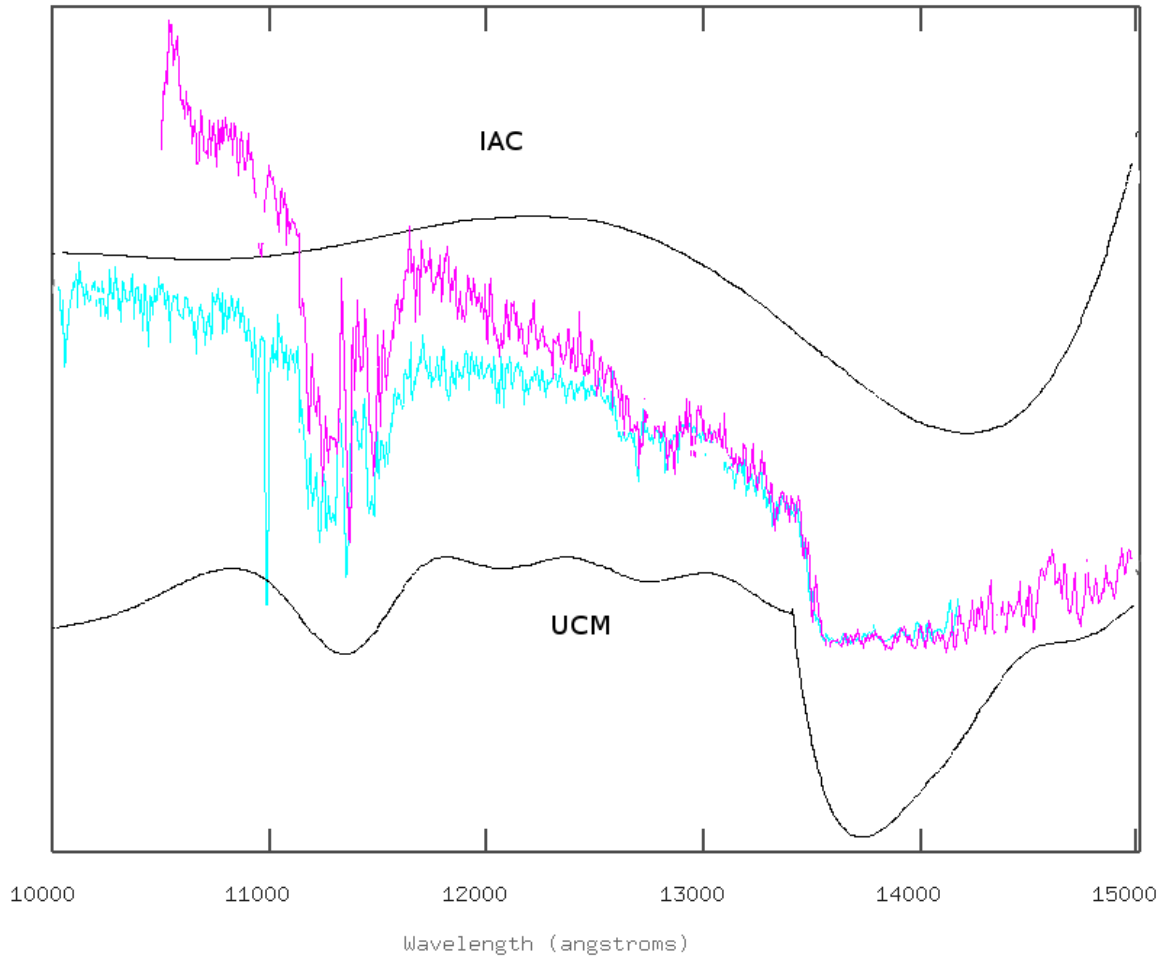


Figura 2.3: Curva de sensibilidad, abajo usando el método propuesto para este trabajo. Arriba, usando el método propuesto en la reducción estándar. En color, los espectros de la estrella de referencia, sin corregir de la forma teórica del continuo para dos rendijas (azul rendija 6 y rojo rendija 9). Se aprecia claramente que la primera curva no corrige de la banda de absorción en 11.200 Å y en exceso de la banda de 13.500 Å.

región comprendida entre 13.500 Å y 14.500 Å las curvas difieren de manera notable de la forma real de los espectros de calibración. En especial la banda de absorción de 13.500 Å en la corrección estándar tiene una anchura mucho mayor que la real y no está centrada en la máxima profundidad de la banda. Nuestra curva de respuesta ajusta mejor, típicamente reduce a la mitad del rms. y lo que es más importante para nosotros, la región afectada por la corrección es menor. El resultado en las imágenes no se aprecia en el espectro en general, pero si podemos ver que la zona ruidosa es más estrecha con nuestro método, véase figura 2.3 y figura 2.4.

De esta manera se corrige del salto brusco en la sensibilidad del detector al cambiar de chip y de las bandas telúricas de absorción más intensas. No se han intentado corregir las líneas telúricas menos intensas porque nuestra señal ruido es demasiado baja y dicha corrección introduce ruido adicional. Para comprobar la calidad de la corrección se aplica la calibración por la curva de sensibilidad a las observaciones de nuestras estrellas, usando la función CALIBRATE comprobando que el flujo obtenido en los espectros en la región de 12.500 Å coincide con el

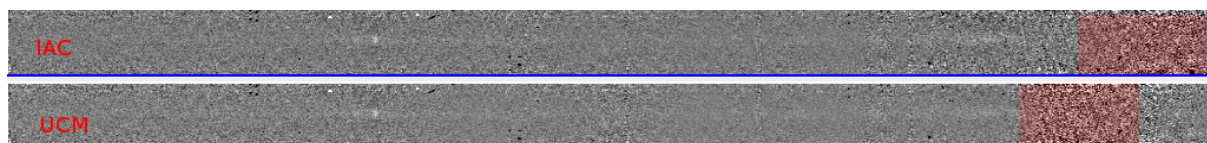


Figura 2.4: Galaxia UCM015210, en la parte superior se aprecia el espectro reducido por el método estándar usado hasta ahora IAC. En la parte inferior, el espectro reducido en la UCM por el método propuesto para este trabajo. En rojo está marcada la región más ruidosa, correspondiente a la banda de absorción de 13.500 Å.

flujo esperado para la magnitud en J de la estrella de calibración¹. Los valores pueden no coincidir siendo el observado menor que el esperado si, por ejemplo, la estrella no se observó bien centrada en la rendija. Otra fuente de esta posible discrepancia es la diferente respuesta de unas partes del detector a otras. Cuando este es el caso, se reescala. El primer caso solo ocurrió de manera notable una vez. En el segundo tuvimos al menos otros 4 casos donde la corrección fue menor.

La calibración definitiva se aplica a las imágenes científicas dejándolas listas para medir flujos de líneas.

2.3 ANÁLISIS DE LOS DATOS

2.3.1 INTRODUCCIÓN

Antes de nada, deberemos identificar las líneas espectrales más prominentes para poder estimar un primer desplazamiento al rojo y saber que líneas espectrales estamos midiendo. Después procederemos a medir los flujos y anchuras equivalentes de las líneas. A la hora de analizar estos espectros bidimensionales podemos hacerlo de dos formas. Medir la imagen de forma bidimensional o colapsar varias de las filas para tener un espectro unidimensional. Ambos métodos tienen pros y contras. A continuación detallaremos como se han realizado las medidas y las razones por las que hemos usado un método u otro según el caso. Después de medir las intensidades de las líneas, procedemos al cálculo de los flujos observados, cálculo del desplazamiento al rojo, luminosidades y demás parámetros físicos que podemos obtener de los datos de las líneas de emisión observadas.

2.3.2 IDENTIFICACIÓN DE LÍNEAS ESPECTRALES

Una correcta reducción de los datos hace que por construcción el fondo de las imágenes sea cercano a cero, quedando tan solo ruido y si hemos tenido algún problema en la reducción o han existido cambios bruscos en el brillo del cielo, pueden quedar restos de algunas líneas brillantes de cielo. Como ya comentamos en la sección 2.2.3, en el intervalo de 16.000 Å a 17.000 Å existen serios problemas de calibración en longitud de onda y aparecen restos de la resta incorrecta de las líneas de cielo. En menor medida aparecen también algunos residuos en

¹ este flujo fue calculado usando la herramienta disponible en la página web del telescopio espacial Spitzer (tiene integradas las funciones de transmisión de los filtros de la exploración 2MASS, que son los utilizados en este caso)

algunas galaxias entre 14.500 \AA y 16.000 \AA . En caso de encontrar una zona brillante en estas regiones deberemos ser cautos a la hora de identificar la característica espectral como línea real de emisión.

Una vez hechas estas consideraciones, usamos los desplazamientos al rojo espectroscópicos (observados) y fotométricos para realizar una búsqueda de las líneas de emisión objetivo de nuestra exploración, $H\alpha$ y $[OIII]\lambda 5007 \text{ \AA}$ principalmente. Anotamos también la presencia o ausencia de continuo y posibles características destacables en el espectro. En caso de no encontrar líneas de emisión en el entorno indicado, buscamos visualmente si de existir un continuo, hay zonas más brillantes que indiquen posibles líneas de emisión. Para confirmar la existencia de líneas comprobamos que no están cerca de líneas de cielo y que hay más de una línea con el mismo desplazamiento al rojo. Dentro de nuestra muestra cuatro galaxias tenían desplazamiento al rojo diferentes de los que aparecían en la base de datos o no tenían desplazamiento al rojo medido.

2.3.3 MEDIDA DE LAS LÍNEAS ESPECTRALES EN ESPECTROS BIDIMENSIONALES

La medida de las líneas en espectros bidimensionales se realiza de manera similar a la de fotometría de objetos extensos. En este caso hemos usado el programa UCMIMA, porque nos permite conocer una estadística detallada de las "cajas" de medida y además nos permite adaptar de manera flexible el tamaño de estas cajas para adaptarlas al tamaño de la línea espectral. De manera ideal no usaríamos cajas cuadradas sino rectangulares para realizar las medidas ya que se ajustan más a la forma de las líneas de emisión. El procedimiento utilizado fue medir la caja más ajustada posible a la línea y en los continuos adyacentes y sustraer del flujo de la caja, el flujo de la caja de sólo continuo.

Dado que en muchas ocasiones fuera del continuo aparecen residuos de las operaciones aritméticas para la obtención de los espectros finales, si la línea es muy ancha o hay líneas de cielo cerca es posible que entre en nuestra caja de medida zonas con un exceso de ruido muy importante. Por otro lado en general queda un ruido de fondo que debiera ser cero, pero que es una contribución que podemos restar a nuestro flujo de la línea y obtener datos poco realistas. Por tanto esto sólo lo hemos utilizado para dar una cota superior al flujo en la zona de interés. Este datos se han dado sin error.

2.3.4 MEDIDA DE LAS LÍNEAS ESPECTRALES EN ESPECTROS UNIDIMENSIONALES

Antes de nada tendremos que convertir nuestros espectros bidimensionales en unidimensionales. Para ello usaremos el comando de IRAF `APALL` para colapsar las filas correspondientes al espectro de nuestra galaxia. Para hacerlo tendremos primero que examinar visualmente el espectro de la galaxia y anotar que filas son las que nos interesa sumar, ya que nuestra señal ruido es muy baja y las opciones automáticas de trazado del `APALL` no son útiles en este caso. Por ello el ancho y posición de la apertura se la indicaremos nosotros y deshabilitaremos la

función de trazado de apertura automática usando la opción "-trace".

Con el espectro ya convertido en unidimensional pasamos a medirlo usando la función SPLOT IRAF. Esta función nos permite visualizar el espectro y centrarnos en las longitudes de onda que nos interesan. Una vez identificada la línea, ajustamos la línea a una gaussiana usando el comando "k". Para ello tendremos que definir un continuo en el que apoyarnos. La elección de este continuo no ha sido sencilla dada la baja señal ruido que teníamos. Esta función nos da tanto el flujo de la línea como su anchura a media altura. Para calcular el ruido necesitamos conocer el valor cuadrático medio (rms) del continuo adyacente. De esta manera obtenemos el flujo de estas líneas en $\text{ergs}^{-1}\text{cm}^2$ y su error que lo calculamos con la siguiente expresión (Gallego 1995):

$$\delta f_l = rms \cdot FWHM \quad (2.1)$$

Para el cálculo del error en el desplazamiento al rojo hemos tomado la anchura a media altura.

Una vez obtenido el desplazamiento al rojo, podemos calcular la distancia luminosidad al objeto y calcular la luminosidad observada.

$$L = 4\pi d_l^2 \cdot f_{obs} \quad (2.2)$$

Hemos supuesto una cosmología con $H_0=70 \text{ km}^2\text{s}^{-1}\text{Mpc}^{-1}$, $\Omega_M=0.3$, $\Lambda=0.7$ para calcular la distancia luminosidad. La elección de estos parámetros está motivada por coherencia con la cosmología utilizada en otros trabajos y en la base de datos Rainbow. El cálculo ha sido realizado con la librería Milia desarrollada por Sergio Pascual según Hogg 1999(19).

Si queremos conocer la luminosidad real para conocer la Tasa de Formación estelar basándonos en el artículo de Kenikutt et al. 1998(11), debemos corregir de extinción. Para ello podemos usar los datos que proporciona Rainbow a partir del ajuste a la distribución espectral de energía. Nos da A_v . Conocido este valor la $A_{H\alpha}$ es inmediata ya que la relación entre $A_{H\alpha}$ y A_v conocida $A_{H\alpha}/A_v=0.815$. (Osterbrock 1989(13)) En algunos casos no conocemos el valor de A_v , por tanto supondremos que $A_{H\alpha}$ es similar a la de la muestra UCM observada confiltro estrecho(12). Este valor es $A_{H\alpha}=1.64$

Aun así hemos de tener en cuenta que cuando usamos A_v para estimar $A_{H\alpha}$ estamos suponiendo que la extinción media de la galaxia es similar a la de las regiones HII que producen la emisión de la línea. Esta suposición es arriesgada pero es nuestra única opción para medir directamente con $H\alpha$ la Tasa de Formación Estelar. Existen otros métodos para estimar la tasa de formación estelar con otros indicadores, como el infrarrojo lejano o la pendiente del ultravioleta, del cual hablaremos más adelante en la sección 3.2.1 que pueden ser utilizados con $H\alpha$ para obtener una mejor medida de la tasa de formación estelar.

$$\log F_{L0} = \log F_L + 0.4 \cdot A_{H\alpha} \quad (2.3)$$

ANÁLISIS DE LA MUESTRA DE CANDIDATOS

3.1 PROPIEDADES FÍSICAS DE LAS GALAXIAS ESTUDIADAS

Antes de proceder al estudio completo de la muestra completa hemos realizado un estudio caso a caso. Gracias a este hemos podido identificar algunas galaxias peculiares y casos en los que los datos de archivo eran erróneos. Algunos ejemplos de esto son el núcleo activo galáctico observado (IRAC 031206) o la galaxia más masiva con metalicidad medida usando el indicador N2 a desplazamiento al rojo $z > 1$ (UCM 015812).

En esta sección incluimos una ficha de cada galaxia con diversos datos sobre la misma, todos estos datos pertenecen a la base de datos Rainbow: Comienza la ficha con el identificador de la galaxia en la base de datos y en el artículo de Víctor Villar (12) si lo tuviera. Hay 4 figuras, correspondientes a la SED arriba a la izquierda, el filtro estrecho, imagen IRAC (que es la que traza la apertura utilizada para la fotometría) y una imagen de alta resolución, típicamente ACS. A continuación los espectros bidimensionales (uno por observación) con las líneas detectadas rodeadas en verde. La tabla de datos incluye, los datos fotométricos de la galaxia, las bandas U, B y R en magnitudes AB, la banda J pertenece al filtro ancho de la observación en Omega 2000 por parte de la UCM. L Ha, corresponde al logaritmo de la luminosidad $H\alpha$ en luminosidades solares. Ha/OIII, es el cociente de la intensidad de estas líneas, estos dos datos han sido deducidos de nuestros espectros observados. LFIR, es el logaritmo de luminosidad en infrarrojo lejano (de 8 a 1000 micras) en luminosidades solares. Spec z en el desplazamiento al rojo espectroscópico, es acompañado de una marca de calidad de -2 a 4, solo son fiables 3 y 4 con un 90 % y un 100 % de fiabilidad según el catálogo. Z2 es el desplazamiento al rojo medido en nuestros espectros. PhotoZ y PhotoZ2 son desplazamientos al rojo calculados fotométricamente, PhotoZ nos da la moda de la distribución de probabilidad y PhotoZ2 nos da una media del desplazamiento al rojo más probable. La distribución de probabilidad esta en un pequeño recuadro en la esquina superior derecha de la SED. Mag_Abs B, es la Magnitud Absoluta en la banda B restframe calculada a partir del ajuste a la SED. SFR_Ha es la tasa de formación estelar calculada a partir de L Ha en unidades de Masa solares por año. SFR_IR y SFR_UV son las tasas de formación estelar a partir de la SED en las mismas unidades. Metal(Z) es la metalicidad de la galaxia ajustada al template del desplazamiento al rojo fotométrico. Age es la edad de la galaxia para la solución más probable con mayor antigüedad, medido en Gigaños. Mass es el logaritmo de la Masa estelar de la galaxia calculada por ajuste a la SED. De forma general, aquellos datos que no presentan error o flag son cotas superiores o estimaciones sin corregir de

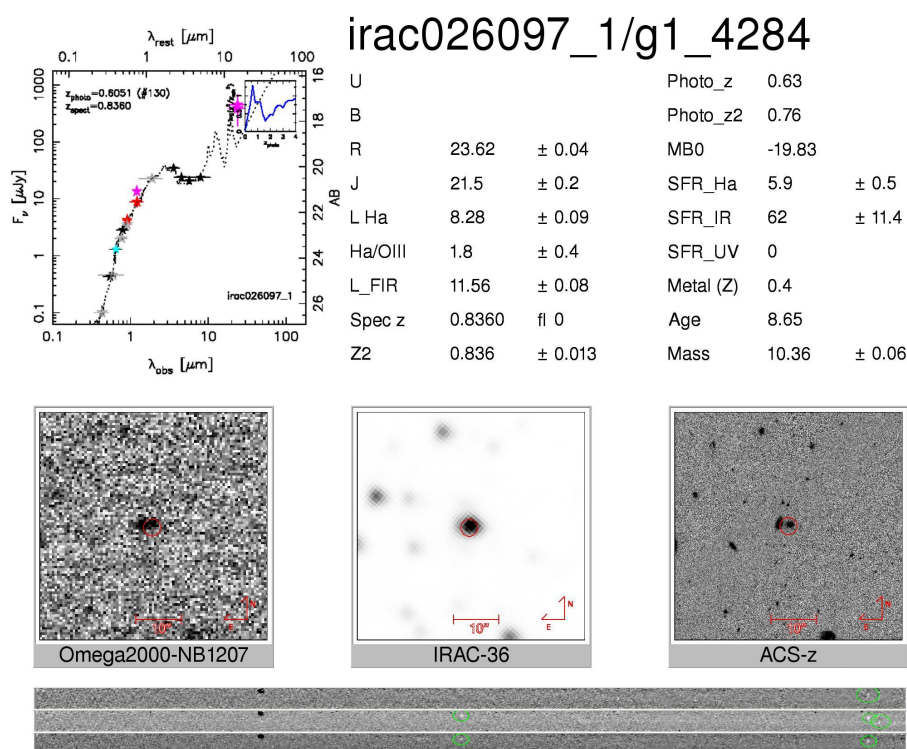


Figura 3.1: Galaxia IRAC 026097_1

extinción.

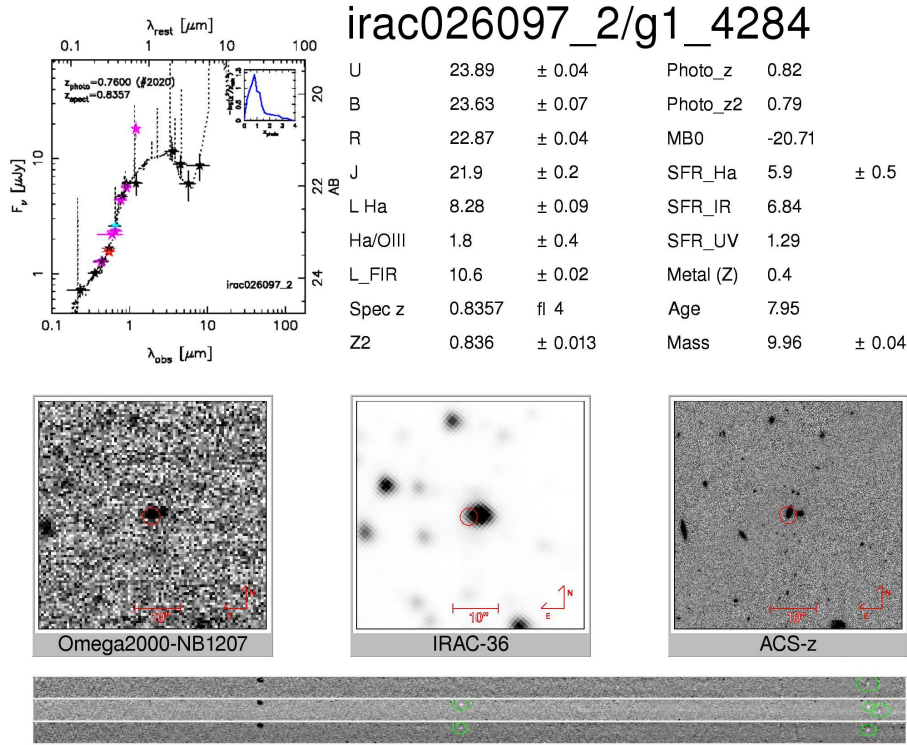
3.1.1 MASCARA V4

Esta máscara se observó en el campo GOODS-N. Esta región del cielo está observada de manera completa por Galex, IRAC y MIPS.

IRAC 026097_1 y IRAC 026097_2

Esta galaxia estaba dentro de los objetos seleccionados por medio de la técnica del filtro estrecho. En la banda IRAC no está resuelto, aunque como vemos podemos distinguir claramente en la imagen ACS que se observan 2 galaxias. La que tratamos ahora es la que se encuentra en la parte Oeste, que es la parte superior del espectro. En este caso la disposición de la rendija E-W y el tamaño de la misma (8,75 ") nos ha permitido registrar el espectro de ambas galaxias simultáneamente como se puede apreciar en el segundo espectro. Esta galaxia (IRAC 026097_1 Figura 3.1) podemos ver como en la banda R es más débil que su vecina (IRAC 026097_2 Figura 3.2) sin embargo su luminosidad infrarroja es sensiblemente mayor. Esta galaxia tiene emisión en OIII y en H α muy intensa. Puede que este en interacción con su galaxia vecina, cuestión que discutiremos a continuación. No se aprecia continuo alguno.

Esta galaxia forma parte del dueto de galaxias de las que hablamos al tratar el objeto an-

**Figura 3.2:** Galaxia IRAC 026097_2

terior. Es más brillante que su vecina pero con menos emisión $H\alpha$. Se consigue ver ligeramente su continuo con algunas posibles líneas. Estas "líneas" son demasiado débiles para poder garantizar que son reales. De serlo implicaría que no existe conexión física entre estas galaxias. Sin embargo los desplazamientos al rojo medidos indican que pueden estar muy próximas (z 0.8360 y 0.8357 para 1 y 2). La confusión de estos dos objetos se aprecia en como en algunas longitudes de onda son irresolubles. Sería interesante estudiar este sistema con óptica adaptativa o telescopios de nueva generación para confirmar si es un conjunto en interacción. Sería un caso muy útil ya que tendríamos un sistema en que la formación estelar es simultánea, pero se manifiesta de diferente forma. La emisión en 24 micras (MIPS) de este complejo es muy importante, siendo uno de los objetos más brillantes del campo.

IRAC 031443_1, IRAC 031443_2 y IRAC 031443_3

Estas tres galaxias se encuentran en la posición muy próxima, tanto de #1 (Figura 3.3) y #2 (Figura 3.4) podrían estar en interacción, #3 sin embargo parece un objeto de fondo con desplazamiento al rojo z 3, aunque los desplazamientos al rojo fotométricos calculados no son consistentes con ese. La emisión que se observa en el filtro estrecho parece provenir de #1. De hecho, #2 casi desaparece, esto ha provocado que el algoritmo de detección de objetos no centre correctamente la imagen para #2. Esto se ve fácilmente si se compara la astrometría de ACS-z con la de Omega2000-NB1207. De existir líneas de emisión, coinciden con una línea de cielo, su desplazamiento al rojo sería $z = 0.74$ y el continuo no parece trazar bien la emisión del

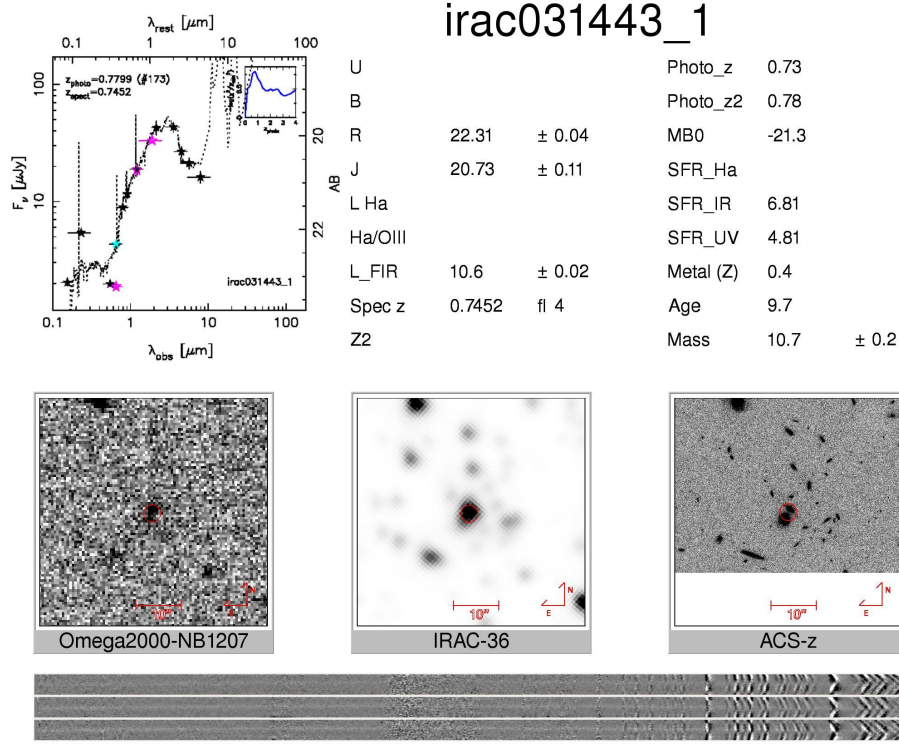


Figura 3.3: Galaxia IRAC 031443_1

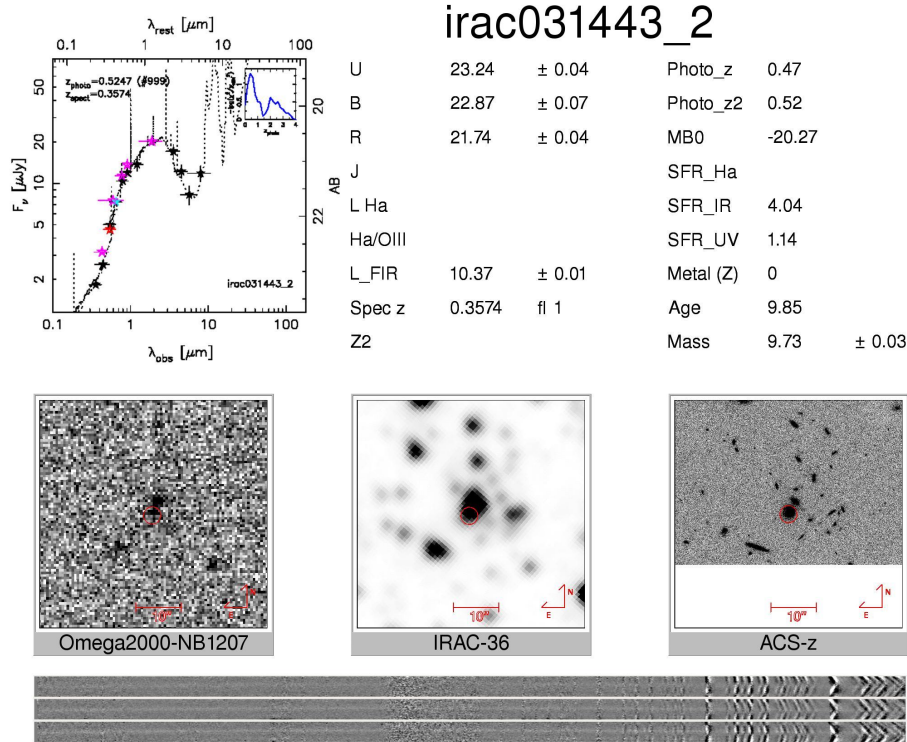
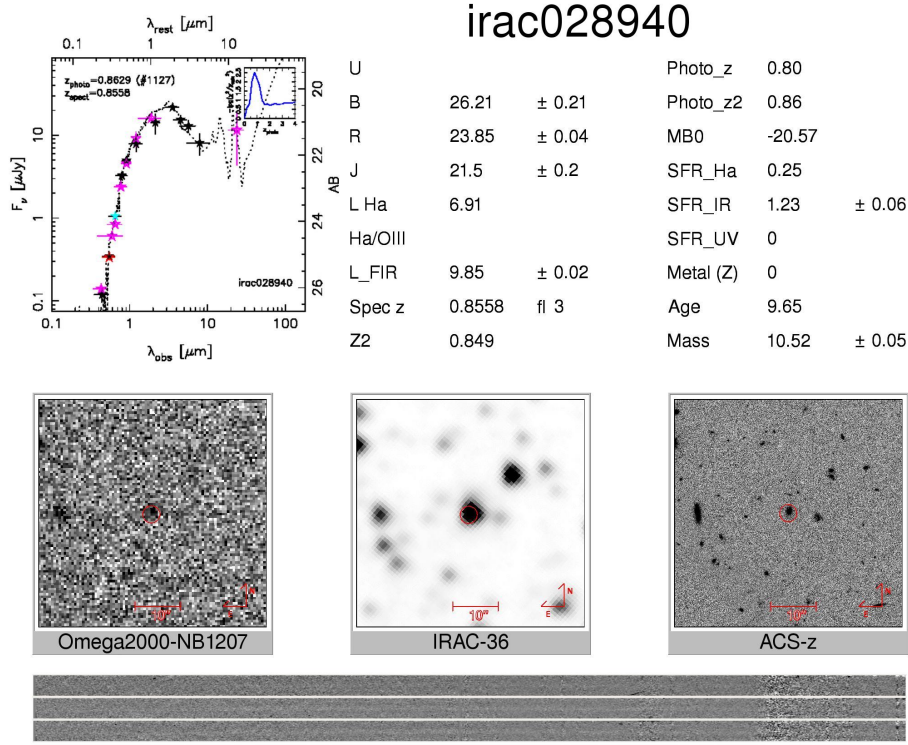


Figura 3.4: Galaxia IRAC 031443_2

**Figura 3.5:** Galaxia IRAC 028940

filtro, dada la orientación de la rendija es fácil que la emisión que vemos en el filtro estrecho no haya entrado. En este caso quizás habría sido mejor no orientar la rendija en ese sentido para aumentar las posibilidades de detección sacrificando una posible calibración en flujo. Tan solo damos un límite superior al flujo $H\alpha$.

IRAC 028940

Al igual que en el caso de la galaxia anterior, visualmente podemos ver una posible débil característica espectral que apoyaría la posibilidad de que sea una galaxia con formación estelar (Figura 3.5), pero esta línea de emisión (de existir) cae justo encima de una línea de cielo y con la actual señal ruido no es posible confirmar su existencia. Su débil contrapartida en el filtro NB1207 apoya que de tener formación estelar es débil. Nuestra débil detección es coherente con el desplazamiento al rojo que existe en Rainbow.

Tan solo damos un límite superior al flujo $H\alpha$.

IRAC 031206

Este objeto tiene un núcleo galáctico activo (NuGA-AGN)(Figura 3.6). La línea es muchísimo más ancha que cualquier otra. Esta observación, por desgracia, ha caído en la división

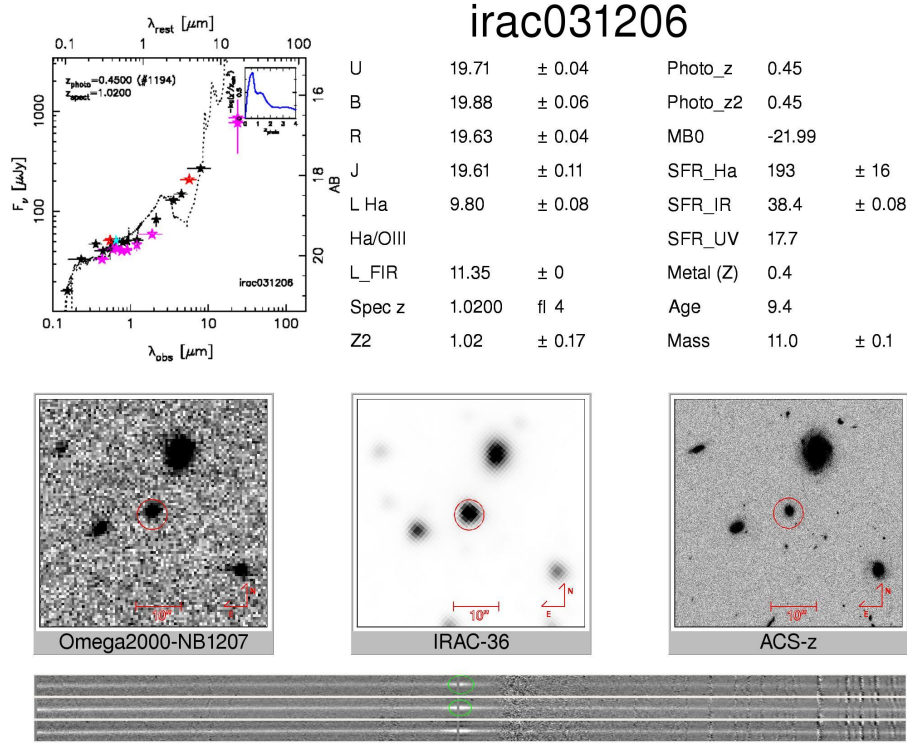


Figura 3.6: Galaxia IRAC 031206

del detector. La anchura equivalente de 1.135 \AA frente a los 200 \AA de la siguiente línea más ensanchada.

IRAC 032685

En esta galaxia no hemos encontrado características importantes. Al igual que los objetos anteriores parece que para el desplazamiento al rojo conocido hay una posible débil detección. Sin embargo el espectro está situado en la peor zona y es muy ruidoso y lleno de artefactos. Sería interesante re-observar este objeto ya que es una galaxia muy masiva y con una posible formación estelar importante. Tan solo damos un límite superior al flujo $H\alpha$ (Figura 3.7).

IRAC 031388

Este objeto es bastante peculiar (Figura 3.8). Podemos ver que la emisión en $H\alpha$ se produce junto al continuo. Un continuo muy intenso. Por otro lado en la imagen del telescopio espacial podemos observar como en la dirección norte, dentro del propio círculo tenemos otro objeto. Por último esta región HII situada a las afueras de la galaxia coincide mucho mejor con la imagen en NB1207. Creemos que es, efectivamente, un solo objeto, dado que la emisión detectada en GALEX si está centrada y podemos pensar que todo el objeto ha tenido un brote de formación estelar hace pocos Gigaños y la región exterior que observamos es la única ac-

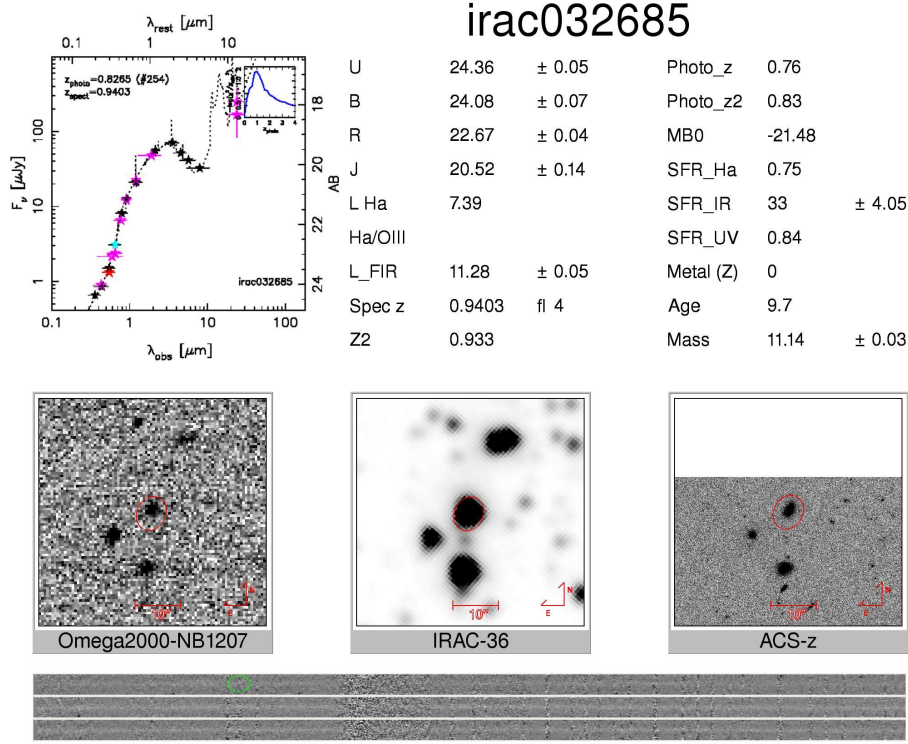


Figura 3.7: Galaxia IRAC 032685

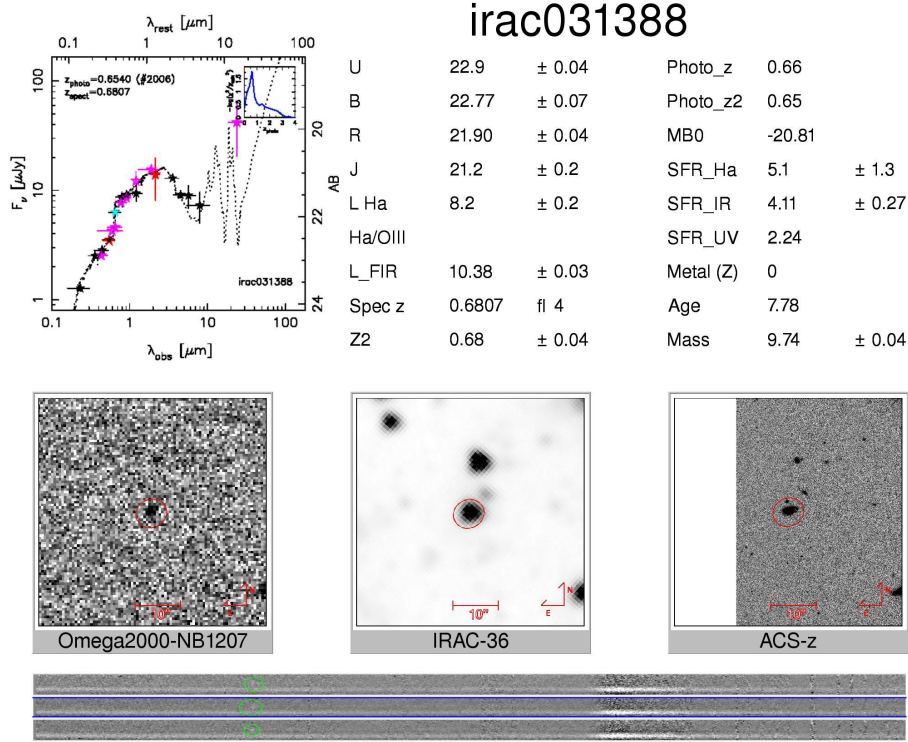


Figura 3.8: Galaxia IRAC 031388

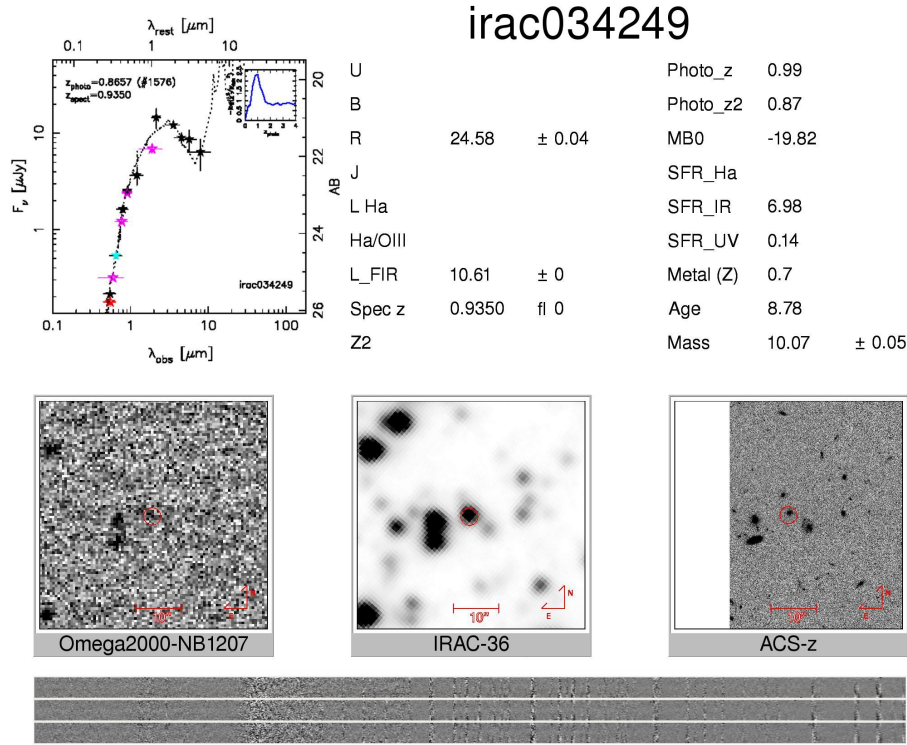


Figura 3.9: Galaxia IRAC 034249

tiva en este momento. Es posible que tenga poco polvo por la baja emisión en 24 micras. En un futuro estudiaremos si existen espectros de este objeto en el óptico para poder determinar metalicidades.

IRAC 034249

De este objeto tenemos pocos datos (Figura 3.9). Tiene un débil continuo y el intervalo observado es el que más problemas tiene en este instrumento. Como en caso de IRAC 032685, que tiene el mismo desplazamiento al rojo, las líneas de cielo nos impiden confirmar si existe una emisión $H\alpha$ significativa.

IRAC 030618_1 y IRAC 030618_2

En este objeto (Figura 3.10) nos pasa algo parecido que en la galaxia IRAC 026097_1 y #2 (Figura 3.11). La disposición de la rendija nos debería permitir estudiar ambos objetos. "1" está centrado en la emisión detectada en el filtro NB1207. $H\alpha$ se ha detectado claramente y con una gran anchura. El posible espectro de #2 estaría casi contiguo a este y solo es visible en el segundo espectro. Al ser esta galaxia mucho menor, la visibilidad de esta línea estaría supeditada a la calidad de la observación y a la suerte de colocar correctamente la rendija. La "línea" observada suponemos que sería $[OIII]\lambda 5007\text{\AA}$ con un desplazamiento al rojo $z = 1.05$.

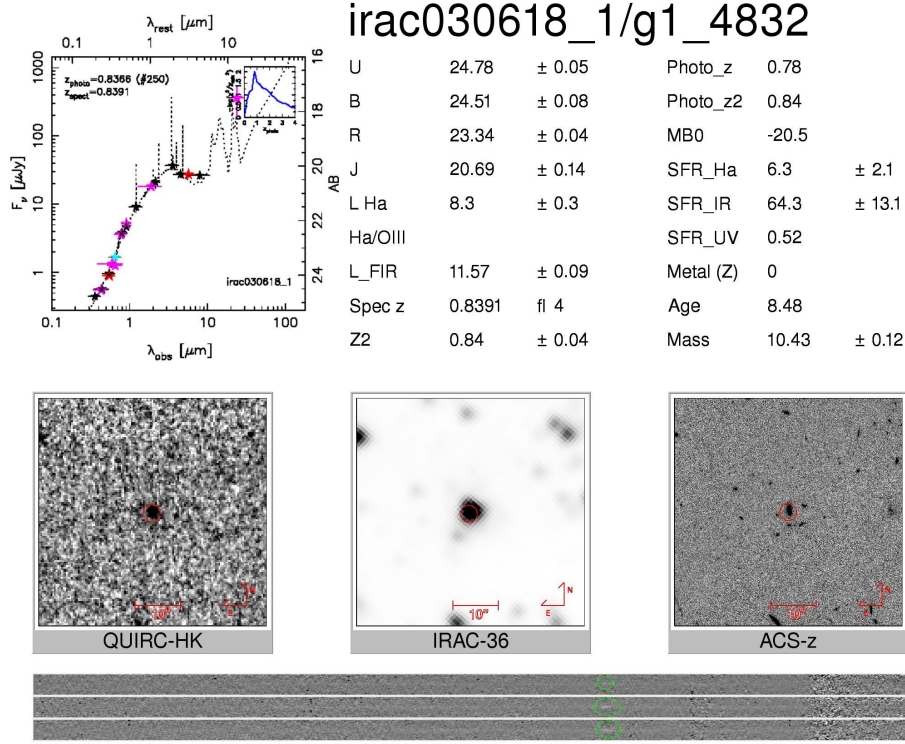


Figura 3.10: Galaxia IRAC 030618_1

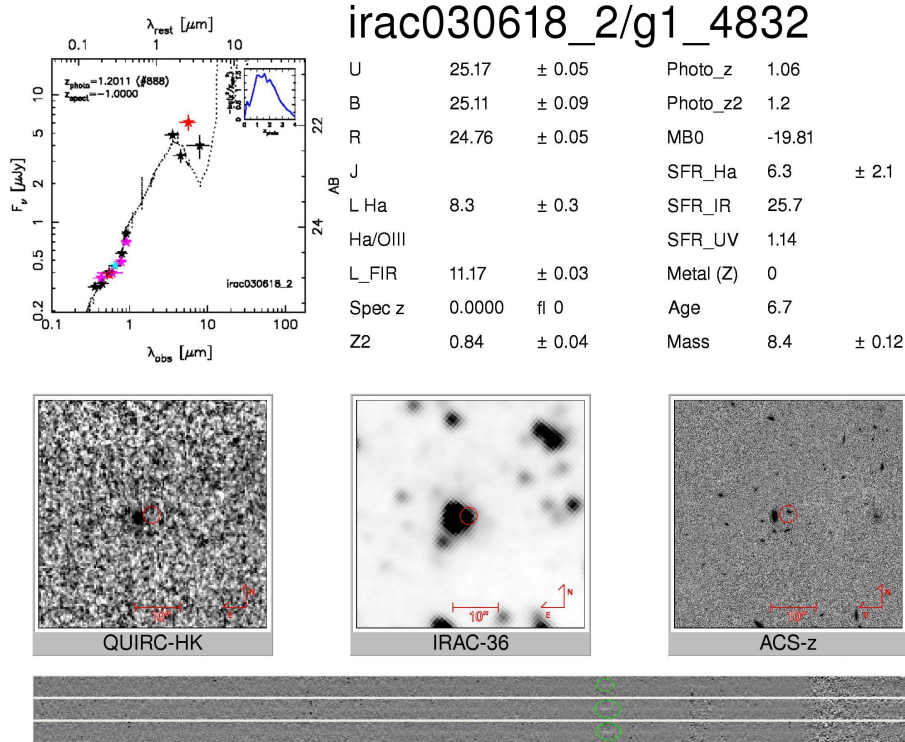
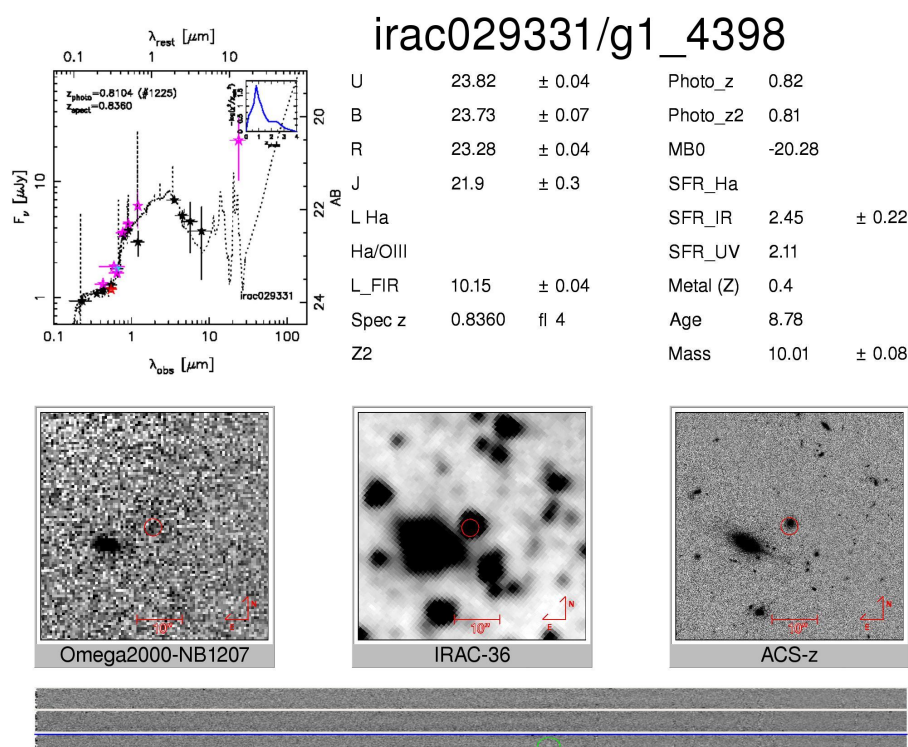


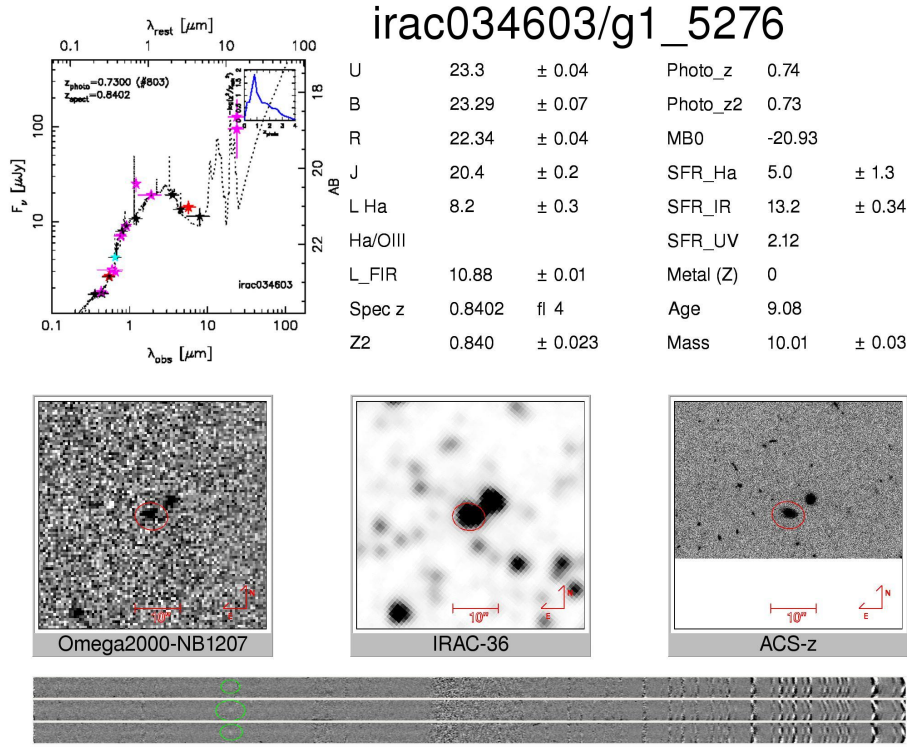
Figura 3.11: Galaxia IRAC 030618_2



Para este desplazamiento al rojo, $H\alpha$ cae en 13.500\AA , justo la banda de absorción que tantos problemas nos ha dado. En la misma observación, la segunda, se aprecia una posible línea de emisión en 12.821\AA , que correspondería a 6.967\AA , podría ser una línea de SII (en el NIST aparece con una intensidad similar a la de 6.731\AA). Dado que esta segunda línea no es visible suponemos que la de 6.967\AA es un artefacto.

IRAC 029331

Esta galaxia nos ha dado muchos problemas, ya que es una galaxia muy débil (Figura 3.12). Tan solo tenemos una posible detección de $[\text{OIII}]\lambda 5007\text{\AA}$ en 9.944\AA . Esta observación está marcada en la figura anterior, en el tercer espectro. De ser real la galaxia estaría a $z = 0.98$ y $H\alpha$ en 13.048\AA , fuera de nuestros espectros. En el segundo espectro, aparece una posible característica en 9.679\AA que podría ser $H\beta$ al mismo desplazamiento al rojo, $z=0.98$. Sin embargo este desplazamiento al rojo no sería coherente con los de catálogo y fotométricos. Lo único que podemos afirmar de esta galaxia es que de tener formación estelar activa y estar al desplazamiento al rojo teórico, los datos de formación estelar medidos en el filtro estrecho ($SFR_{obs} 2.5 M_{sun} y^{-1}$) es coherente con las estimaciones en IR y UV. De hecho para este caso dada la detección al límite o no detección en el filtro estrecho es natural no obtener una respuesta positiva.

**Figura 3.13:** Galaxia IRAC 034603**IRAC 034603**

Este objeto es prototipo de los objetos de nuestra muestra seleccionada con el filtro estrecho (Figura 3.13). Es claramente detectado en el filtro NB1207 y la tasa de formación estelar observada estimada a partir del espectro y del filtro solo difiere en 8 %. $H\alpha$ se detecta claramente. Existe otro objeto cercano IRAC 034426 que también presenta formación estelar activa y es detectado en el filtro estrecho. Podríamos pensar que es otro sistema en interacción, pero este otro objeto presenta un desplazamiento al rojo espectroscópico muy diferente ($z = 0,42$). Sería interesante estudiar en detalle este objeto para confirmar que es tan solo una coincidencia.

IRAC 034289

Esta galaxia (Figura 3.14) tiene la mitad de flujo que la anterior ($16,6E-17$ vs $27,6E-17$ erg $s^{-1}cm^{-2}$). Este objeto es muy compacto, y la línea de emisión coincide con una línea de cielo. En este caso sin embargo la señal de la línea es suficientemente intensa como para poder medirla en el espectro. Otras galaxias con menor flujo en el filtro estrecho como IRAC 026097_1 al estar suficientemente separadas de la línea, a pesar de tener menor flujo ($9,8 E-17$ erg $s^{-1}cm^{-2}$) se detectan mucho mejor.

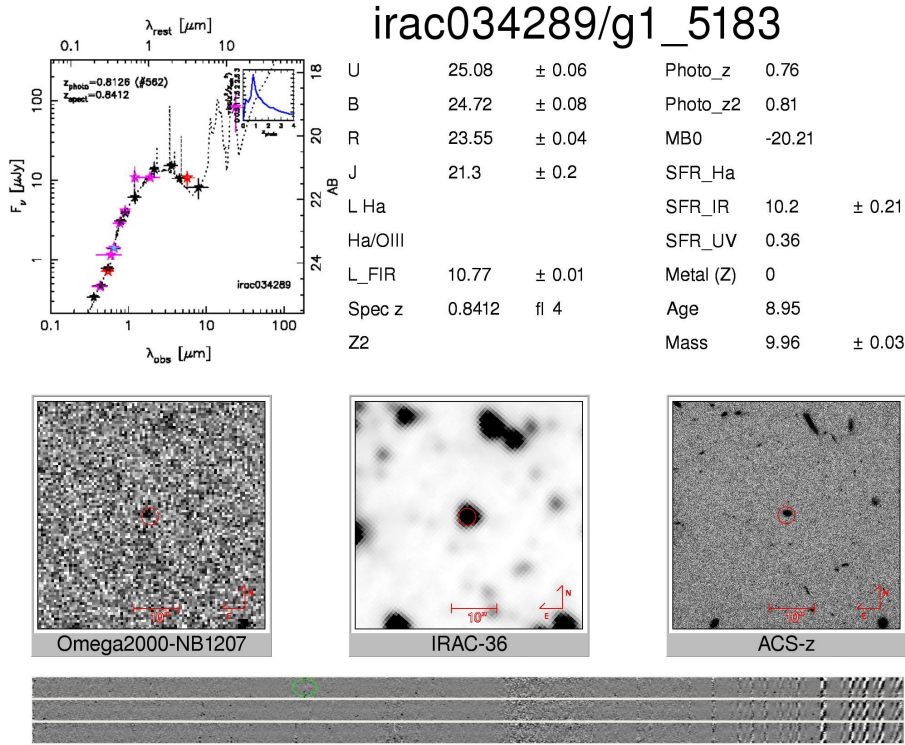


Figura 3.14: Galaxia IRAC 034289

IRAC 031385

Este es el objeto (Figura 3.15) con mayor flujo de toda la muestra con un flujo de $51.9E-17 \text{ erg s}^{-1} \text{ cm}^{-2}$. Con estos brillos podemos observar claramente la línea [NII] y medir metalicidades. El cociente $H\alpha/NII$ es igual a 0.33 osea $12 + \log \left(\frac{O}{H} \right) = 8.61$. En el espectro observamos visualmente una marca muy débil de $[OIII]\lambda 5007\text{\AA}$ pero demasiado débil para ser medido su flujo. Esta galaxia es una de las más masivas a $z = 0.84$ que hemos observado.

IRAC 035188

Esta galaxia (Figura 3.16) a pesar de ser muy débil en el filtro estrecho presenta un brillo en la línea $H\alpha$ bastante importante. Probablemente se deba a que su desplazamiento al rojo está al límite de los objetos detectables por esta técnica (el filtro comienza a caer bruscamente en eficiencia en 12.125\AA y esta galaxia tiene $H\alpha$ en 12.160\AA). Esto demuestra la gran capacidad selectiva en desplazamiento al rojo de esta técnica.

IRAC 034541

Este es el mismo ejemplo que el anterior, osea una galaxia no detectada o débil en el filtro estrecho que presenta emisión $H\alpha$ (Figura 3.17). Esta galaxia presenta una característica

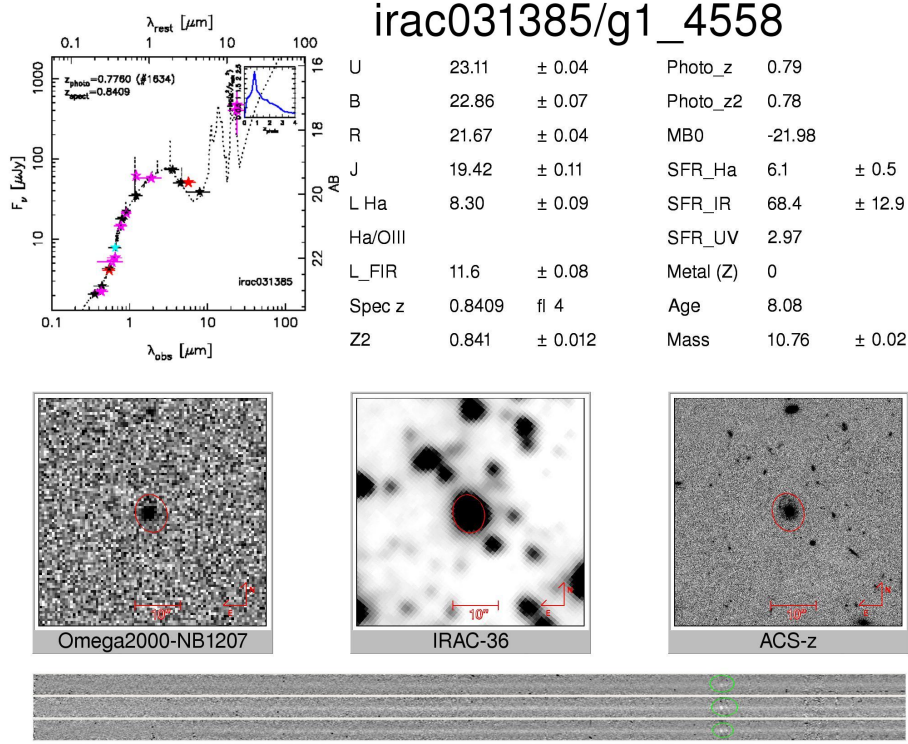


Figura 3.15: Galaxia IRAC 031385

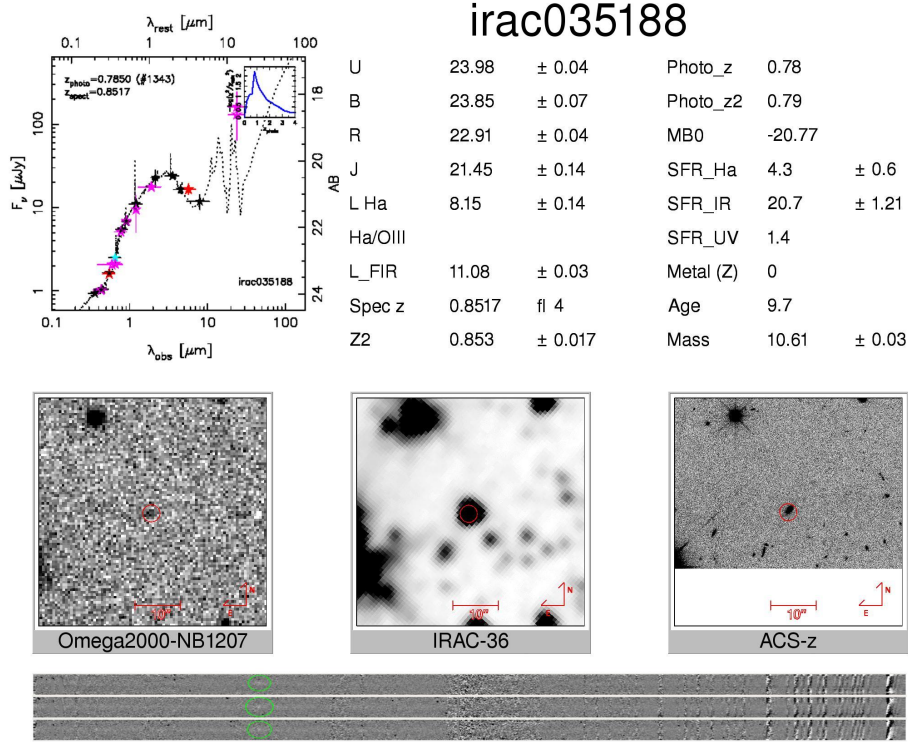


Figura 3.16: Galaxia IRAC 035188

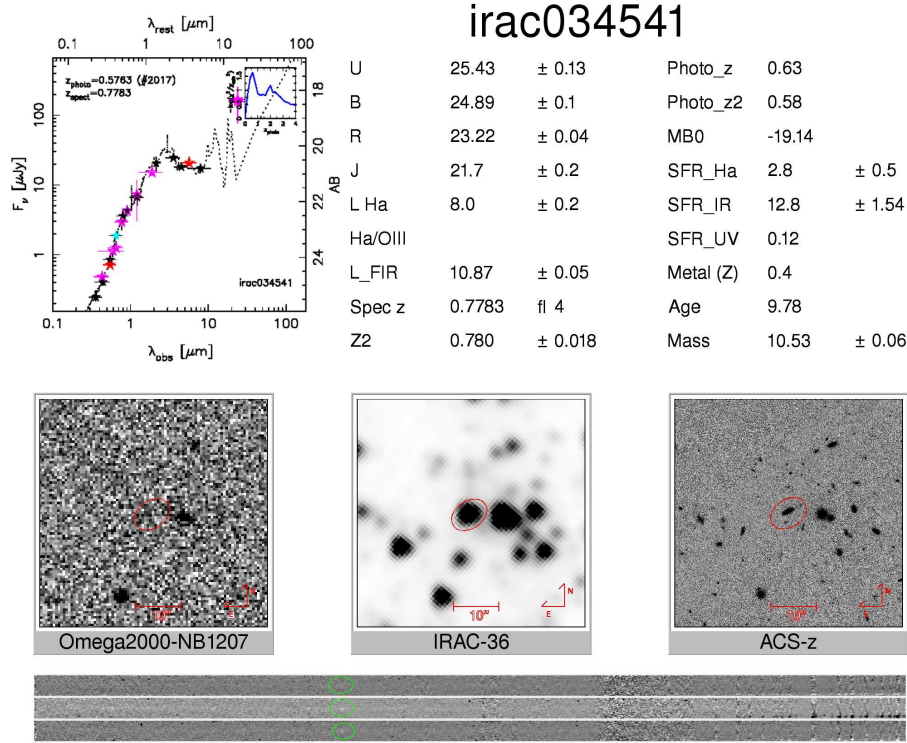


Figura 3.17: Galaxia IRAC 034541

peculiar en 10.751\AA . Por su desplazamiento al rojo correspondería con una línea en 6.039\AA , suponemos que será un artefacto de la reducción ya que no hay elementos que emitan en esa longitud de onda típicamente en galaxias con formación estelar activa.

IRAC 035135

Esta galaxia (Figura 3.18) es la menos metálica que hemos conseguido medir con un cociente $\text{H}\alpha/[\text{NII}] = 0.1$ o sea $(12 + \log(\frac{O}{H})) = 8,4$. Es también una de las galaxias más masivas que hemos detectado. Cosa que resulta paradójico ya que las observaciones de otros autores indican que la metalicidad de las galaxias de esta masa son típicamente de $12 + \log(\frac{O}{H}) = 8,6$ y a $z=2$. (Hayashi et al 2008). Hemos descartado este valor de la metalicidad por la baja señal-ruido de este espectro.

IRAC 032266

En este objeto (Figura 3.19) hemos sido capaces de medir $\text{H}\alpha$, $[\text{NII}]$, $[\text{OIII}]\lambda 5007\text{\AA}$ y $[\text{OIII}]\lambda 4959\text{\AA}$ y una cota superior para $\text{H}\beta$. Su cociente $[\text{NII}]/\text{H}\alpha = 0,25$ y $12 + \log(\frac{O}{H}) = 8,54$. Este valor está mucho más acorde con los valores de metalicidad para galaxias de esta masa.

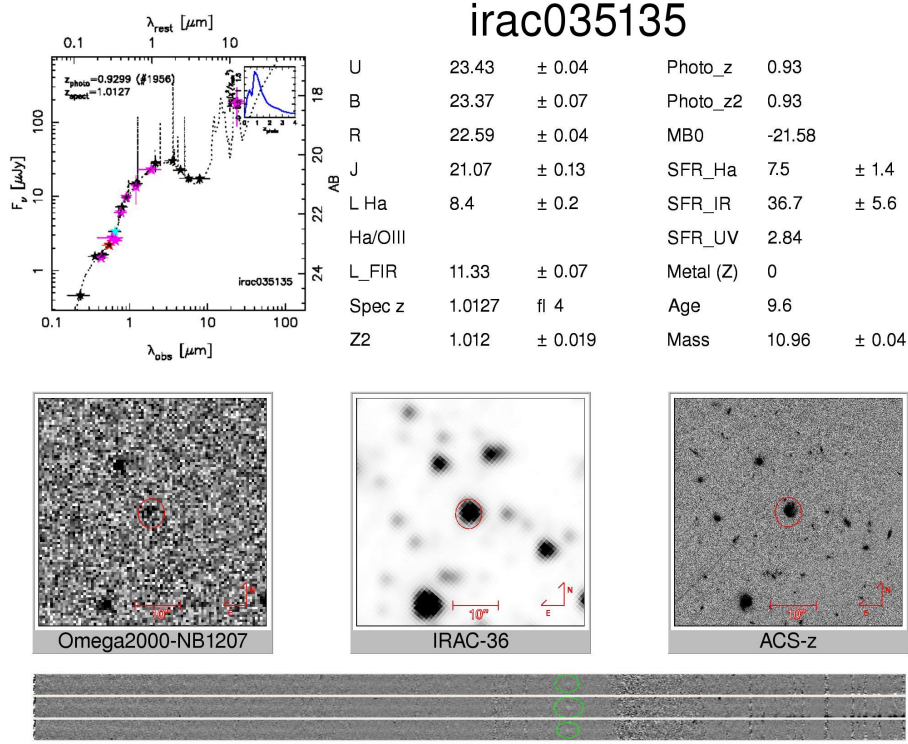


Figura 3.18: Galaxia IRAC 035135

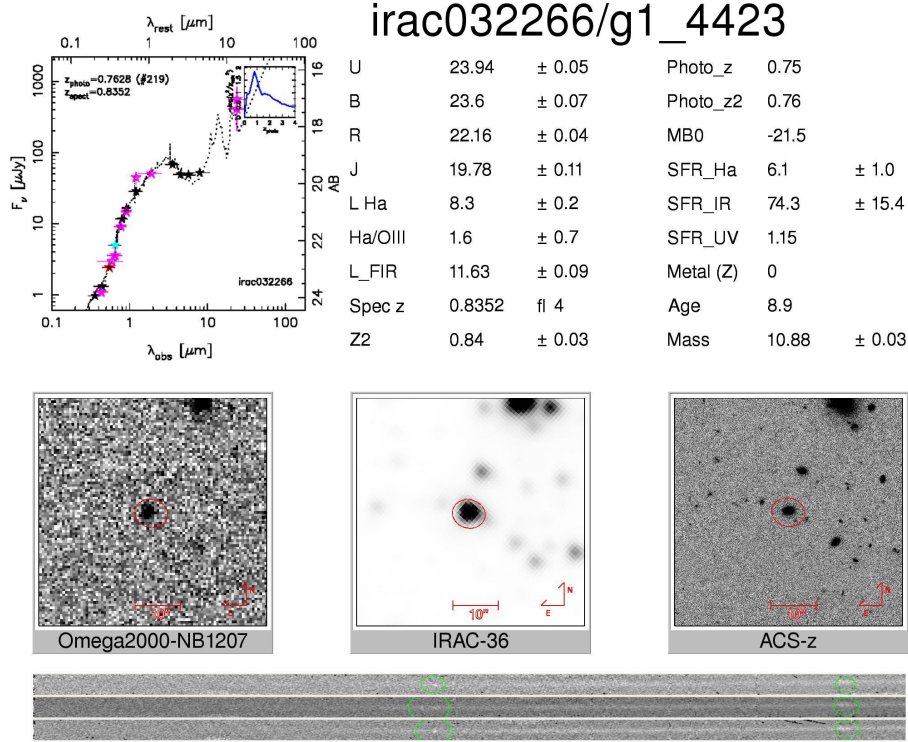


Figura 3.19: Galaxia IRAC 032266

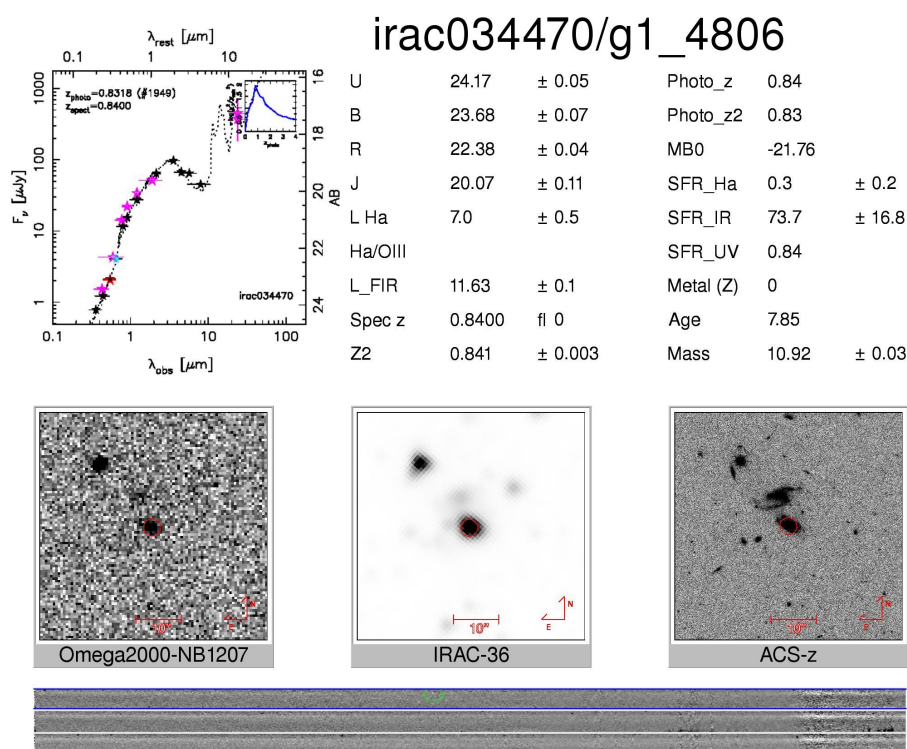


Figura 3.20: Galaxia IRAC 034470

IRAC 034470

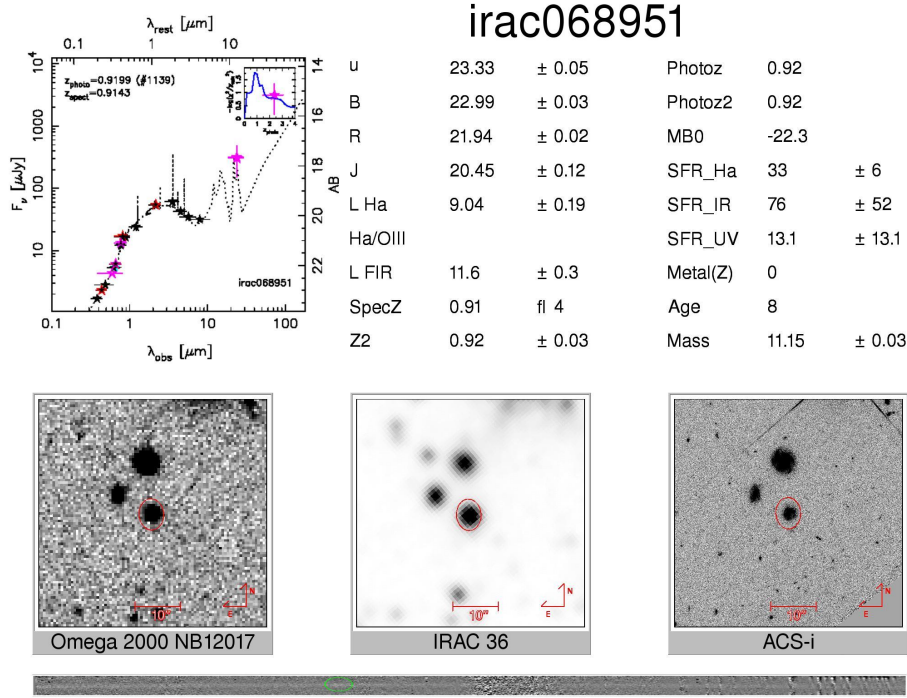
Este objeto muy probablemente ha sido observado incorrectamente y el espectro pertenece a la galaxia espiral (Figura 3.20) superior IRAC 034335_1. Nos basamos en el doble espectro que se puede ver en la imagen y que el espectro medido está en la parte superior de este. Además eso explicaría la falta de emisión en el espectro ya que según los datos del filtro estrecho, de ser correctamente observada su espectro debería ser muy similar a IRAC 032266.

3.1.2 MASCARA V2

Esta mascara pertenece a una observación en campo Extended Groth Strip (EGS). Esta mascara, al igual que la Mascara V4 tienen observaciones de IRAC, MIPS, Galex y espectroscopía del proyecto DEEPII.

IRAC 068951

Esta galaxia (Figura 3.21) es una de las galaxias más masivas de nuestra muestra. Su tasa de formación estelar es muy alta también. Está situada junto a otras dos galaxias con una fuerte emisión, detectadas también con el filtro NB1207 a pesar de que sus desplazamientos al rojo fotométricos las sitúan muy alejadas unas de otras. Sin embargo, dado que no disponemos

**Figura 3.21:** Galaxia IRAC 068951

de desplazamientos al rojo espectroscópicos no podemos rechazar la hipótesis de una posible asociación entre estas galaxias.

IRAC 058869

Esta galaxia (Figura 3.22) es poco masiva en comparación con la media de la muestra. Sin embargo el gran ruido de este espectro nos impide dar una buena estimación de $H\alpha$ con precisión, la tasa de formación estelar observada en filtro estrecho es coherente con las medidas con otros indicadores.

IRAC 054693

En esta galaxia (Figura 3.23) hemos podido confirmar el desplazamiento al rojo medido en el programa DEEPII con tan solo una línea espectral tal y como confirma el indicador de calidad de la medida. En este caso 3 indica que una de las líneas utilizadas era menos (90 % de probabilidad) o con baja señal ruido. Presenta una muy alta tasa de formación estelar acorde con lo que indica su luminosidad infrarroja.

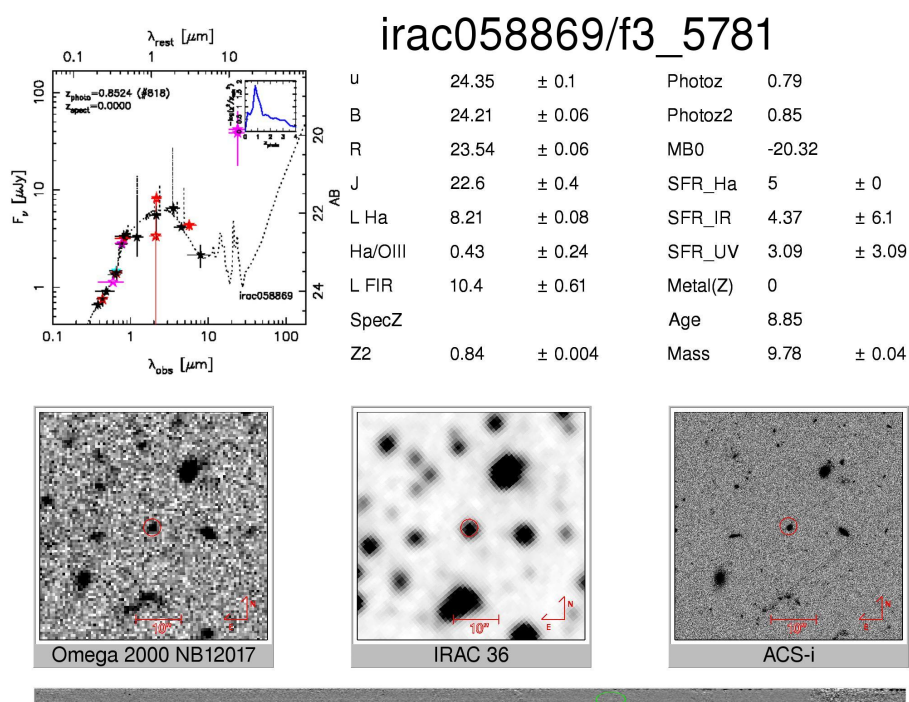


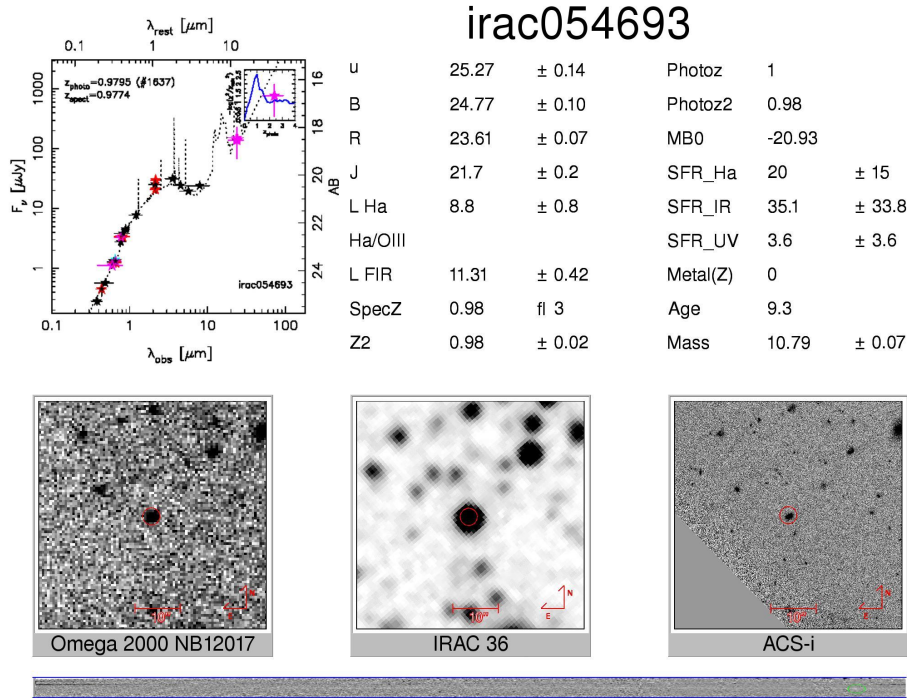
Figura 3.22: Galaxia IRAC 058869

IRAC 053201

El desplazamiento al rojo estimado previamente para esta galaxia era de 0.84 (Figura 3.24). El hecho de no haber encontrado ninguna línea ni continuo nos indica que el desplazamiento al rojo fotométrico puede ser correcto $z=1.34$. Nuestro espectro que abarca de 7.000 \AA a 13.000 \AA , $H\alpha$ no estaría en el intervalo para ese z , pero si OIII. Aun así ninguna de estas ha sido detectada. Por tanto posiblemente la tasa de formación estelar de este objeto este sobrestimada.

IRAC 051094_1

Esta galaxia presenta un desplazamiento al rojo fotométrico $z=0.92$. Sin embargo la distribución de probabilidad de este es casi plana entre 0,8 y 1 con dos máximos para 0,92 y 0,84. Su galaxia compañera (IRAC 051094_2) presenta un desplazamiento al rojo de 0,84 por lo que probablemente ambas galaxias estén en interacción a $z=0.84$. Hay una tercera compañera de la que no tenemos datos. Por otro lado en nuestro espectro tenemos una posible detección de OIII en 10.162 \AA lo que nos daría un desplazamiento al rojo de $z=1.02$, no podemos confirmar este desplazamiento al rojo porque $H\alpha$ está fuera de nuestro espectro para ese desplazamiento al rojo.

**Figura 3.23:** Galaxia IRAC 054693**IRAC 059550**

La detección de la línea de emisión de este objeto está muy afectada por la coincidencia con una línea de emisión (Figura 3.25). Por ello el flujo de la misma solo ha de considerarse una cota superior. Hay otro objeto en las cercanías con un desplazamiento al rojo similar; la galaxia IRAC 059931 que se encuentra a tan solo 3,67'' que presenta un tamaño y aspecto similar. La emisión de este segundo objeto se confunde con el nuestro en varias longitudes de onda, como UV, y IRAC 5.8 μ m.

IRAC 052591

Esta galaxia (Figura 3.26) presenta flujo H α medido en las imágenes es sustancialmente menor que el medido en este espectro, sin embargo el flujo medido es coherente con la tasa de formación estelar estimada con otros indicadores como FIR, si bien esta línea está igualmente contaminada como en el caso anterior.

IRAC 062302_1

Esta galaxia (Figura 3.27) tiene un desplazamiento al rojo espectroscópico $z=1.00$, en este caso el cálculo desplazamiento al rojo fotométrico falla dando nos $z=0.84$ a pesar del ajuste casi

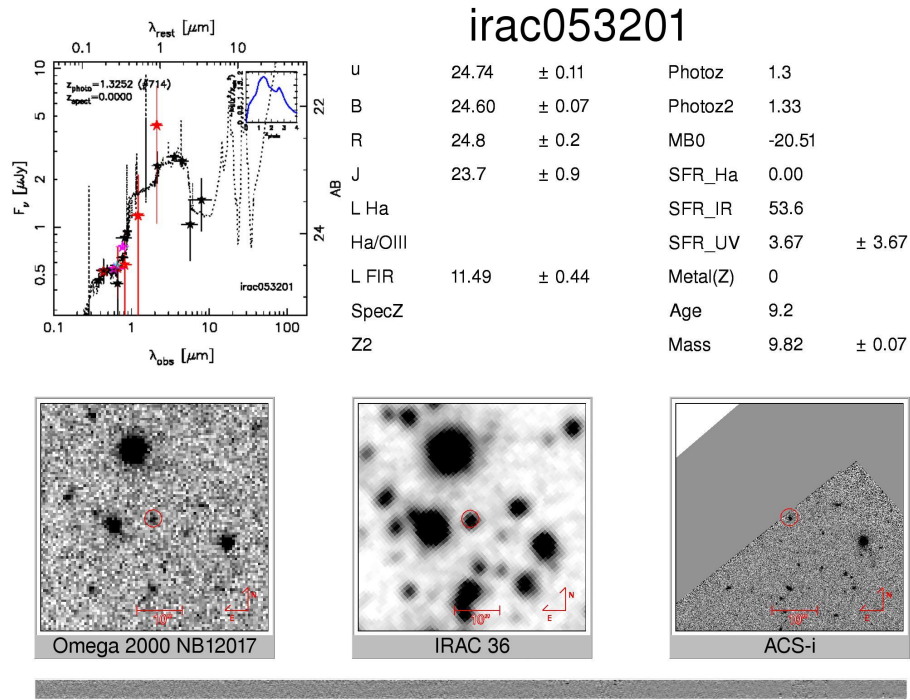


Figura 3.24: Galaxia IRAC 053201

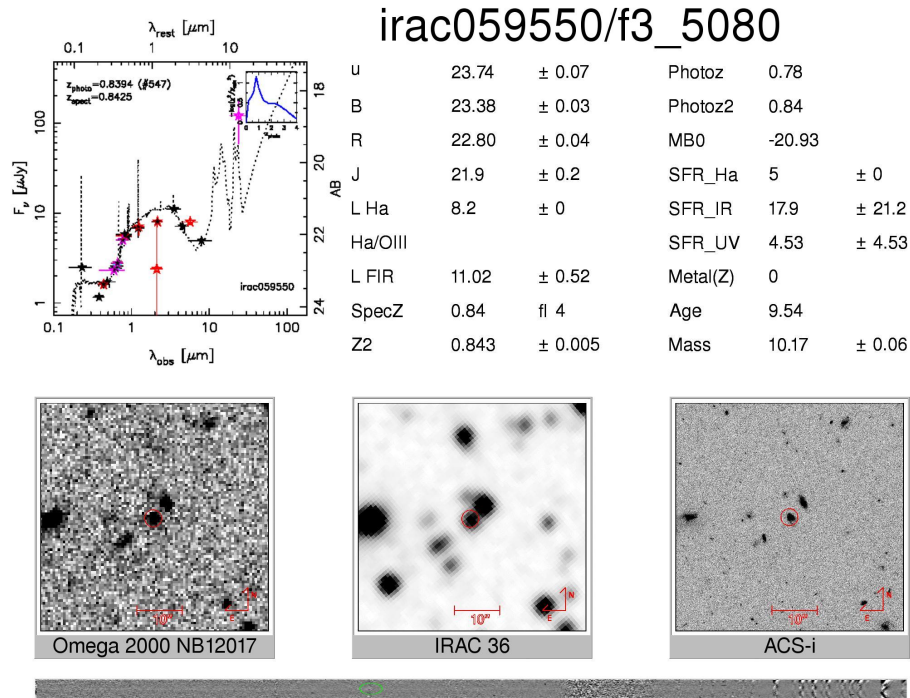


Figura 3.25: Galaxia IRAC 059550

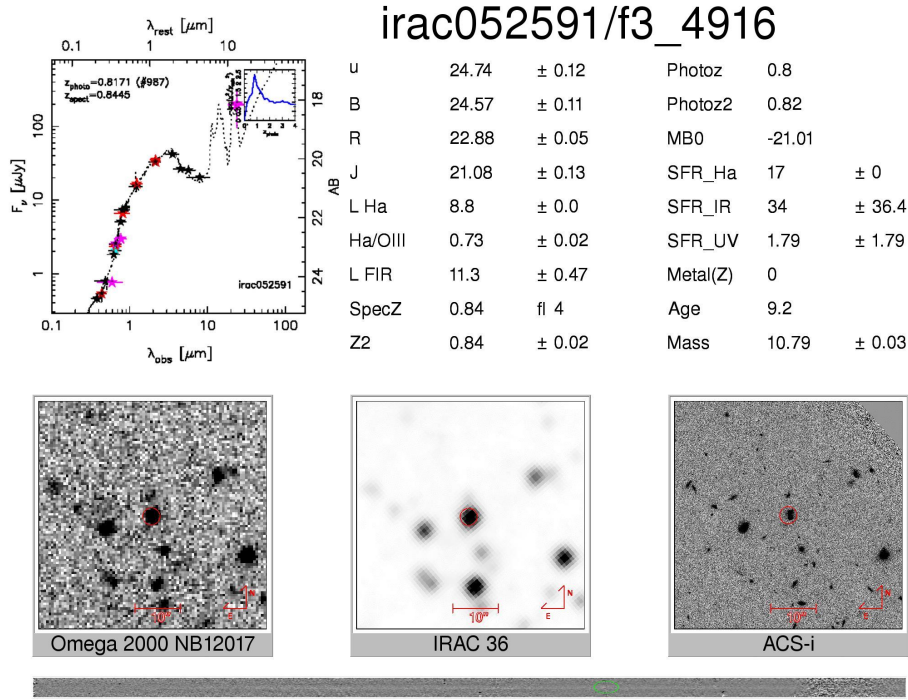


Figura 3.26: Galaxia IRAC 052591

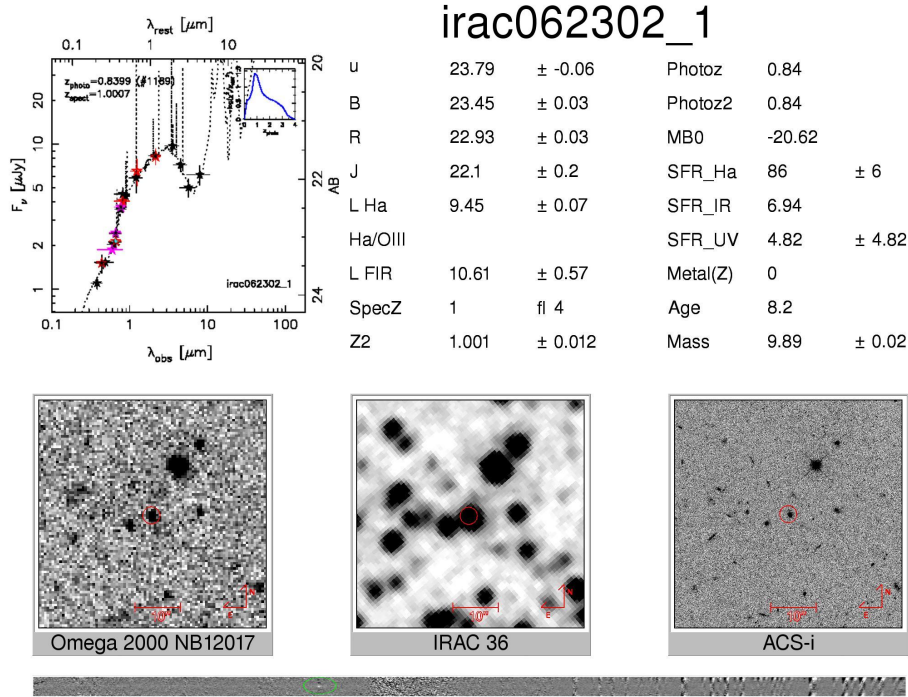


Figura 3.27: Galaxia IRAC 062302_1

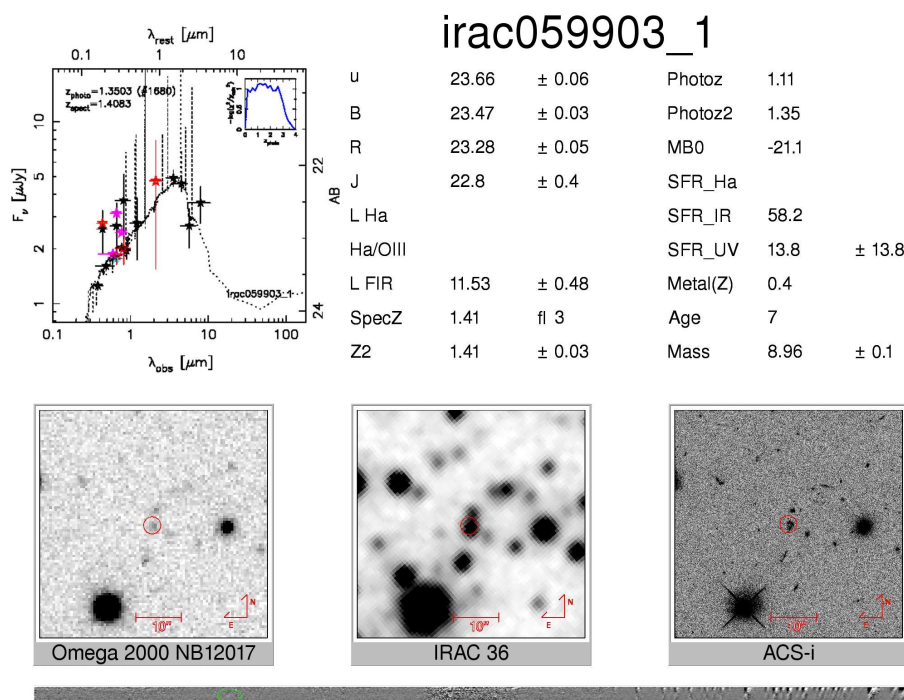


Figura 3.28: Galaxia IRAC 059903_1

perfecto de la SED.

IRAC 059903_1 y IRAC 059903_2

Este objeto (Figura 3.28) pertenece a la selección de objetos que en vez de entrar $H\alpha$ en el intervalo de detección, lo que se ha detectado es $[OIII]\lambda 5007\text{\AA}$, la línea para esta galaxia es muy débil y contaminada por una línea de cielo. Ligeramente por encima, podemos ver fácilmente una línea correspondiente a también a $[OIII]\lambda 5007\text{\AA}$ pero con un desplazamiento al rojo ligeramente menor, 12.059\AA frente a 12.128\AA .

IRAC 057060

Esta galaxia prototipo de las galaxias no seleccionadas en el filtro estrecho (Figura 3.29). Presenta una alta formación estelar y por tanto una intensidad en $H\alpha$ superior a la de la mayoría de las galaxias. Es, de hecho, una la de las pocas que presenta simultáneamente $H\alpha$ y $[NII]$. Presenta un color $(U - B)_0 = 1$.

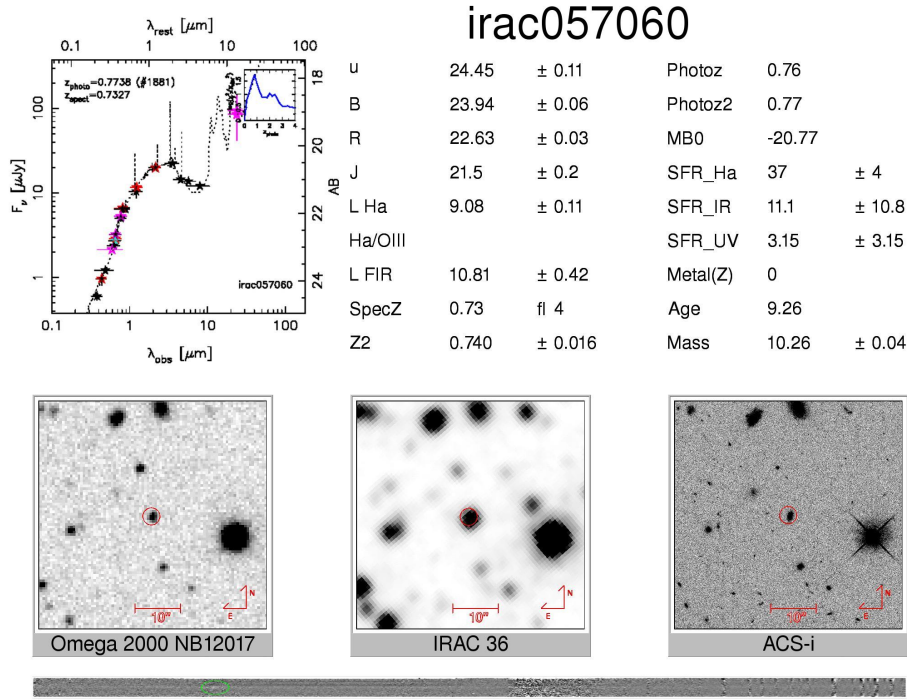


Figura 3.29: Galaxia IRAC 057060

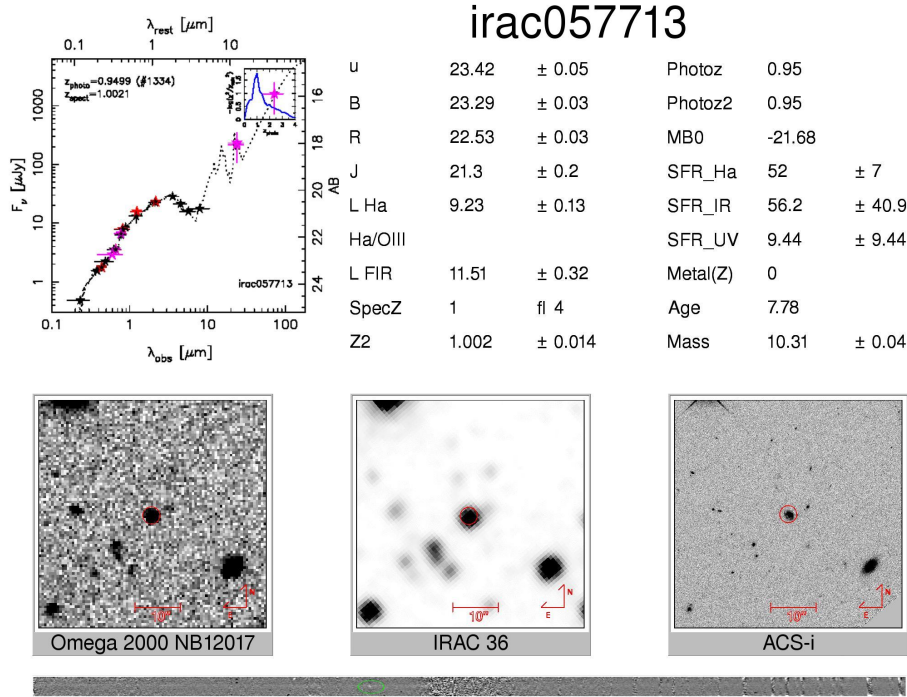


Figura 3.30: Galaxia IRAC 057713

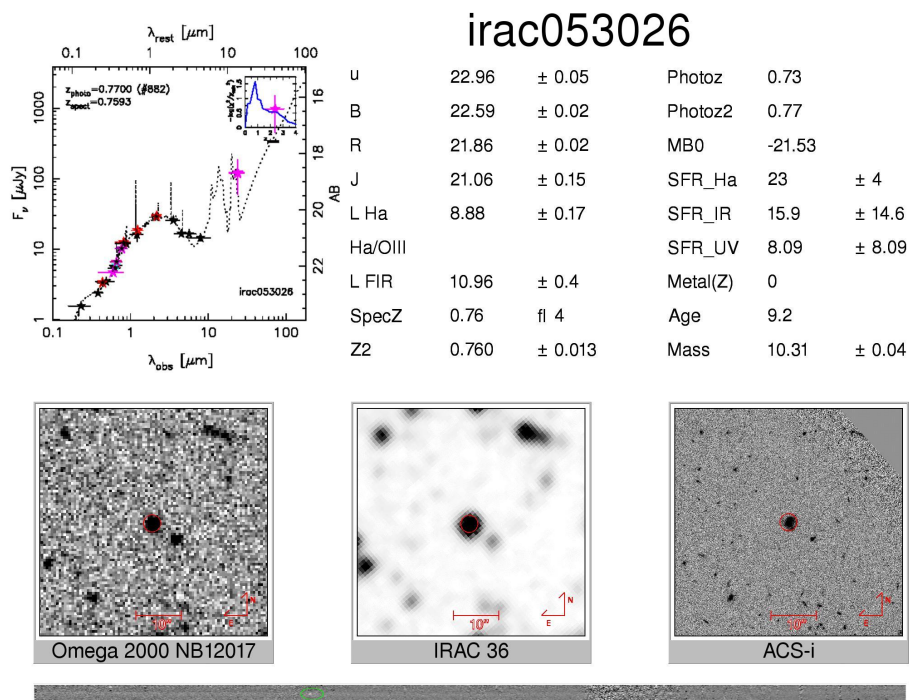


Figura 3.31: Galaxia IRAC 053026

IRAC 057713

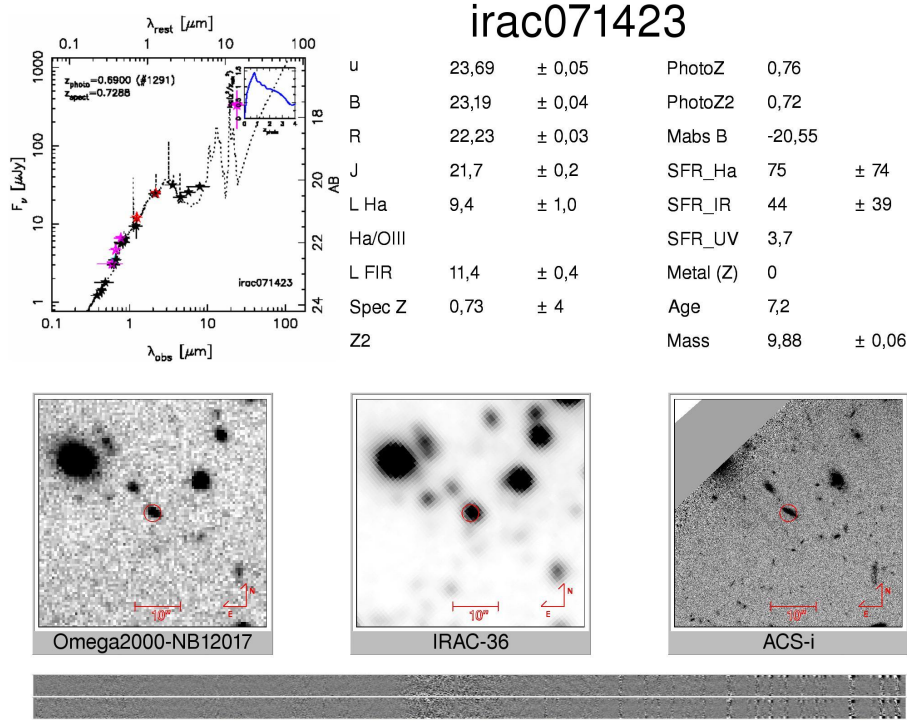
El objeto tiene un color ligeramente más azul que el anterior; de $(U - B)_0 = 0.88$ y con un brote de formación estelar similar al anterior (Figura 3.30).

IRAC 053026

Este objeto de masa intermedia también presenta intensa emisión en $H\alpha$, es uno de los objetos con mayor flujo detectado. Su alta tasa de formación estelar es coherente con la de otros indicadores (Figura 3.31).

3.1.3 MASCARA V1

Esta máscara se observó cercana al campo EGS, sin embargo se sale de ésta y por tanto salvo dos fuentes, el resto no están observadas con IRAC. Por ello el identificador que usaremos será el correspondiente al catálogo de la UCM.

**Figura 3.32:** Galaxia IRAC 071423**IRAC 071423**

En este objeto no hemos podido detectar la emisión en $H\alpha$ ni [OIII] a pesar de la alta tasa de formación estelar estimada con otros indicadores. Por la morfología que presenta la galaxia en las imágenes ACS lo más probable es que se trate de una galaxia de disco vista de canto, por lo que prácticamente toda la emisión $H\alpha$ estaría absorbida por el disco de la galaxia (Figura 3.32).

IRAC 079127

Esta galaxia presenta una fuerte emisión en UV, el problema estriba en que dicha emisión no está centrada en el objeto. En la imagen aparece un débil compañero al este que parece mejor asociado con dicha emisión. En el espectro, el continuo y $H\alpha$ son fácilmente distinguibles, pero además en 9.355Å fuera del continuo para que exista una débil característica. Puede que se deba a un objeto con diferente desplazamiento al rojo que se superponga a nuestro objeto (Figura 3.33).

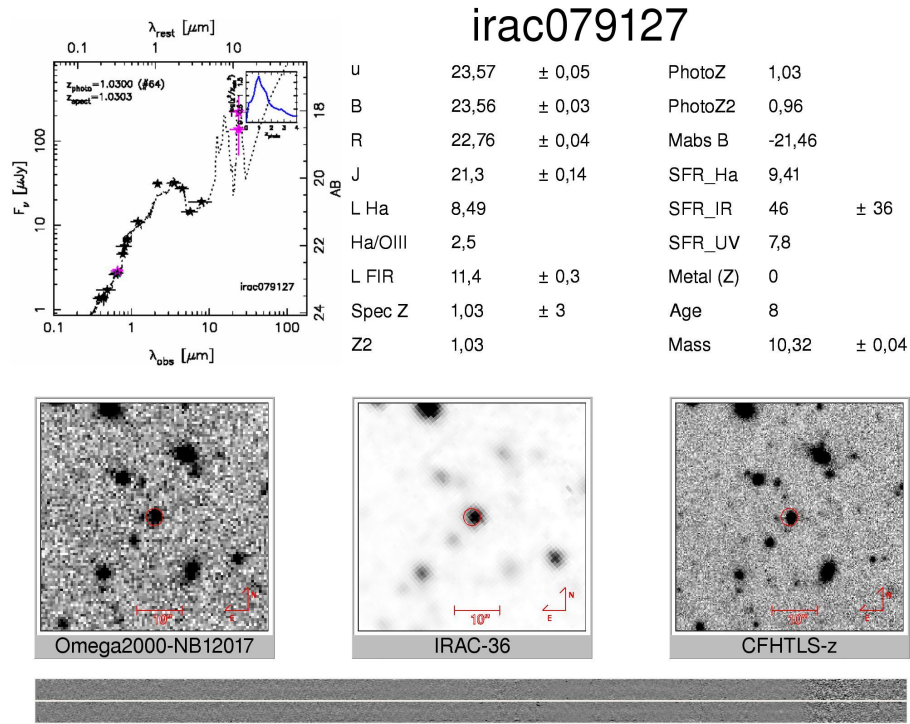


Figura 3.33: Galaxia IRAC 079127

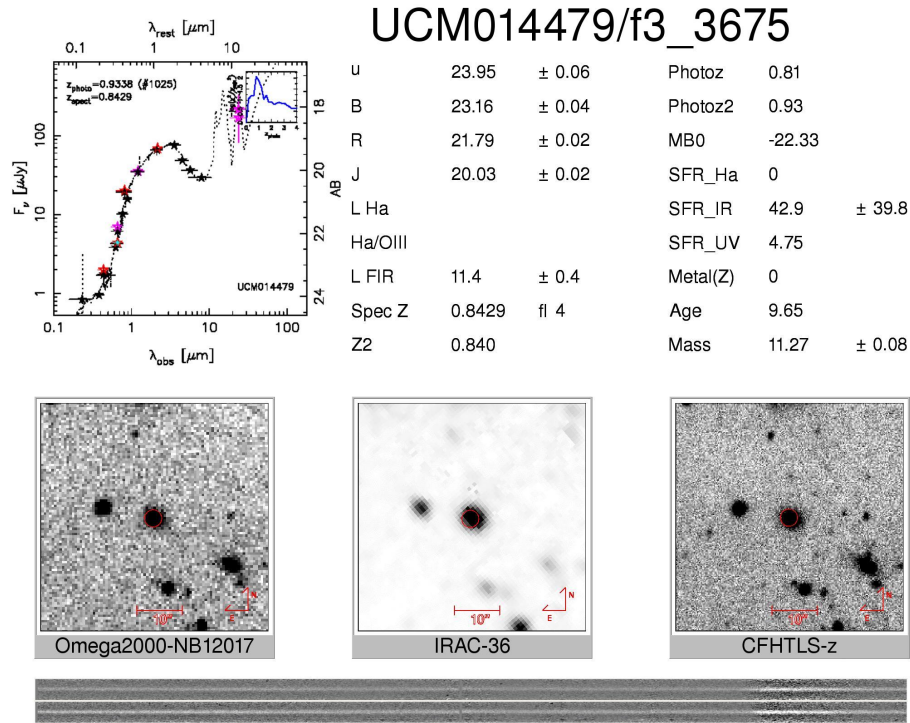
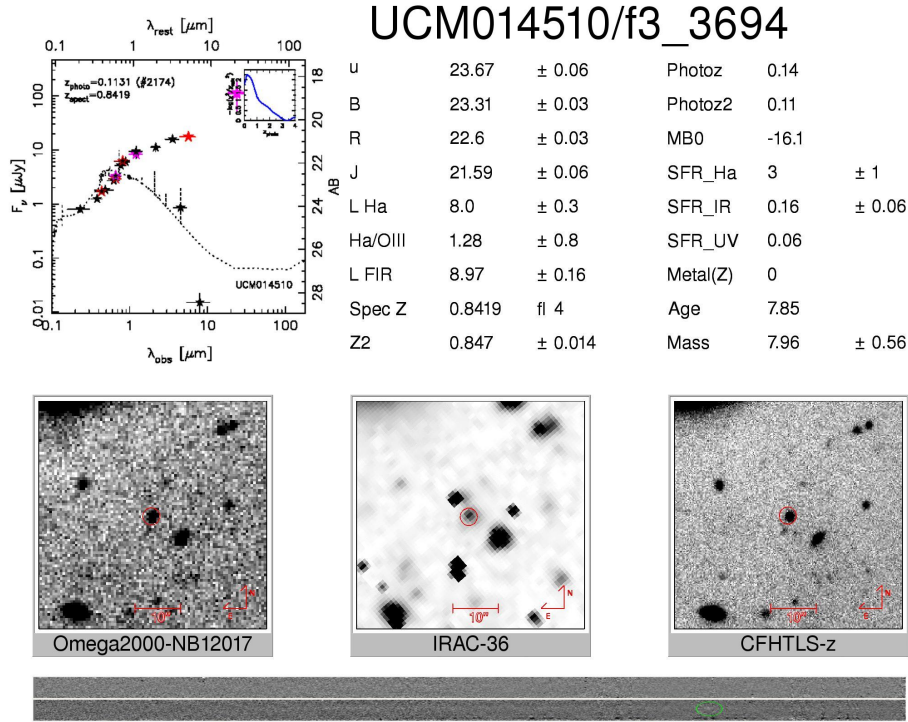


Figura 3.34: Galaxia UCM 014479

**Figura 3.35:** Galaxia UCM 014510**UCM 014479**

Este es uno de los objetos más rojos de la muestra con $(U - B)_0 = 1.34$. Su continuo está muy bien marcado pero no se distinguen líneas de emisión. Parece el prototipo de galaxia elíptica. En este caso probablemente la tasa de formación estelar este sobrestimada ya que para el flujo $H\alpha$ calculado usando el filtro estrecho deberíamos detectar claramente la línea (Figura 3.34).

UCM 014510

Hemos tenido un problema con este objeto ya que como se puede ver la distribución espectral de energía no se ajusta correctamente. Por tanto los datos derivados de esta no son fiables (Figura 3.35).

UCM 014677

Este objetos es el más lejano de nuestra muestra con $z=1.4$. También el más azul, con un $(U - B)_0 = 0.07$. No hemos detectado $H\alpha$ pero si $[OIII]\lambda 5007\text{\AA}$ (Figura 3.36).

UCM 014904_1 y UCM 014904_2

Este es otro caso de posibles galaxias en interacción. Por desgracia para galaxias tan débiles no hemos conseguido aun detecciones de $H\alpha$, tan solo podemos dar una cota superior a la tasa de formación estelar. En este caso tendríamos que pensar que se trata de una fusión seca (Figura 3.37 y 3.38).

UCM 015144

Esta es una galaxia muy roja $(U - B)_0 = 1.24$. La única característica detectada está totalmente contaminada por una línea de cielo (Figura 3.39).

UCM 015137

En esta galaxia nos encontramos con un débil continuo y una emisión contaminada por las líneas de cielo como en los casos anteriores. Por el flujo obtenido con el filtro estrecho se esperaba un flujo mayor de $H\alpha$ (Figura 3.40).

UCM 015464_1 y UCM 015464_2

Solo se detectó una débil emisión en $H\alpha$. Estos dos objetos constituyen un solo objeto (Figura 3.41, 3.42).

UCM015210

Para esta galaxia tenemos datos en espectroscopia de $H\alpha$, $[NII]\lambda 6583\text{\AA}$, $[OIII]\lambda 5007\text{\AA}$ y $[OIII]\lambda 4959\text{\AA}$. Sin embargo los datos sobre desplazamiento al rojo espectroscópico y fotométrico fallan para esta galaxia. Se ha detectado también una línea de $HeII$ en 9.508\AA (Figura 3.42).

UCM 015812

En esta otra galaxia hemos obtenido las mismas medidas pero al desplazamiento mucho mayor $z=1.4$. La metalicidad de este objeto es muy alta ($12 + \log \left(\frac{O}{H} \right) = 8,83$). Este dato está de acuerdo con Hayashi 2008 (Figura 3.44).

UCM015645

Esta galaxia también presenta línea de $H\alpha$ contaminada por línea de cielo (Figura 3.45).

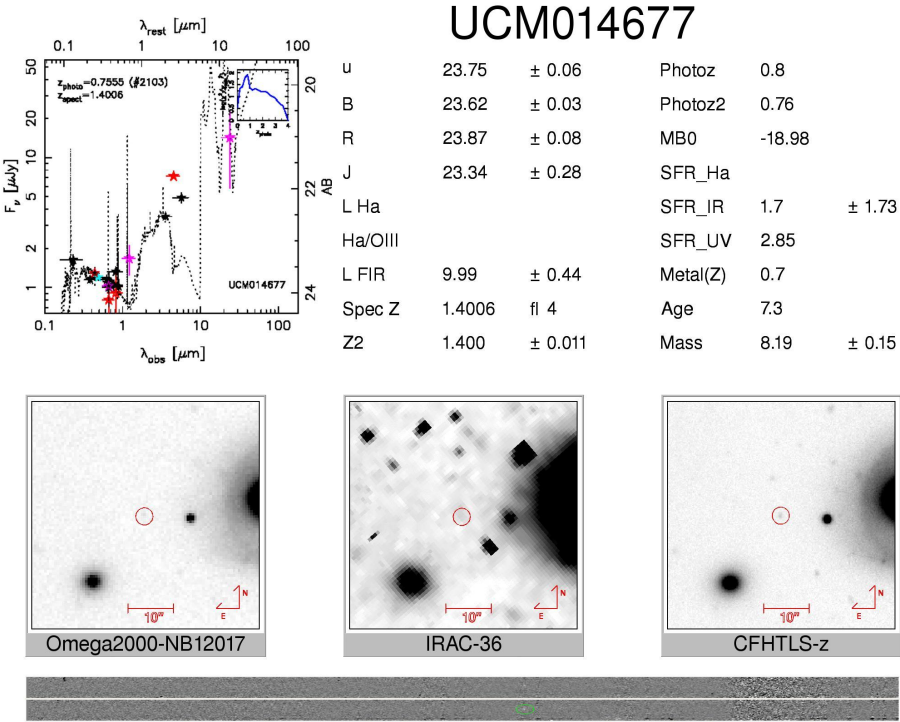


Figura 3.36: Galaxia UCM 014677

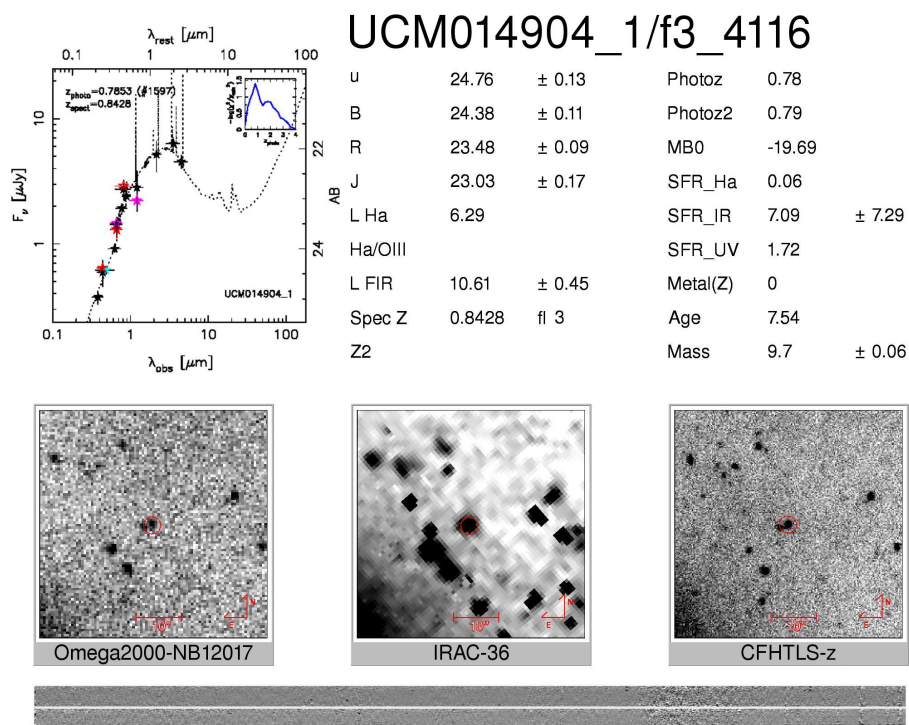


Figura 3.37: Galaxia UCM 014904_1

UCM015716

La tasa de formación estelar tan alta que presenta en FIR no es fiable al no contar con medidas de calidad. No se detecta $H\alpha$ y debería de ser detectado dado el flujo estimado usando el filtro estrecho (Figura 3.46).

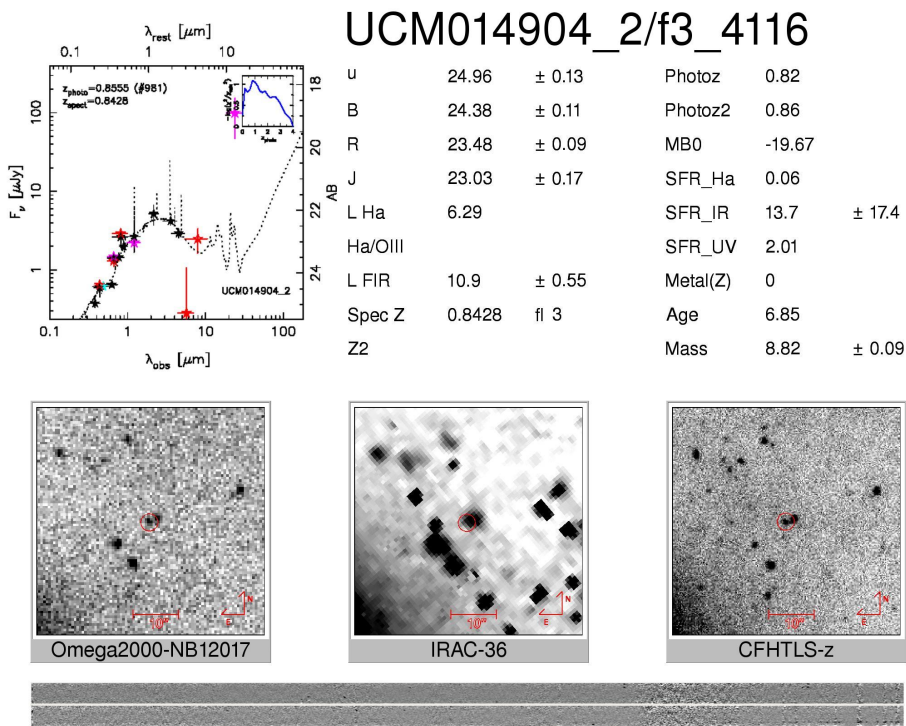


Figura 3.38: Galaxia UCM 014904_2

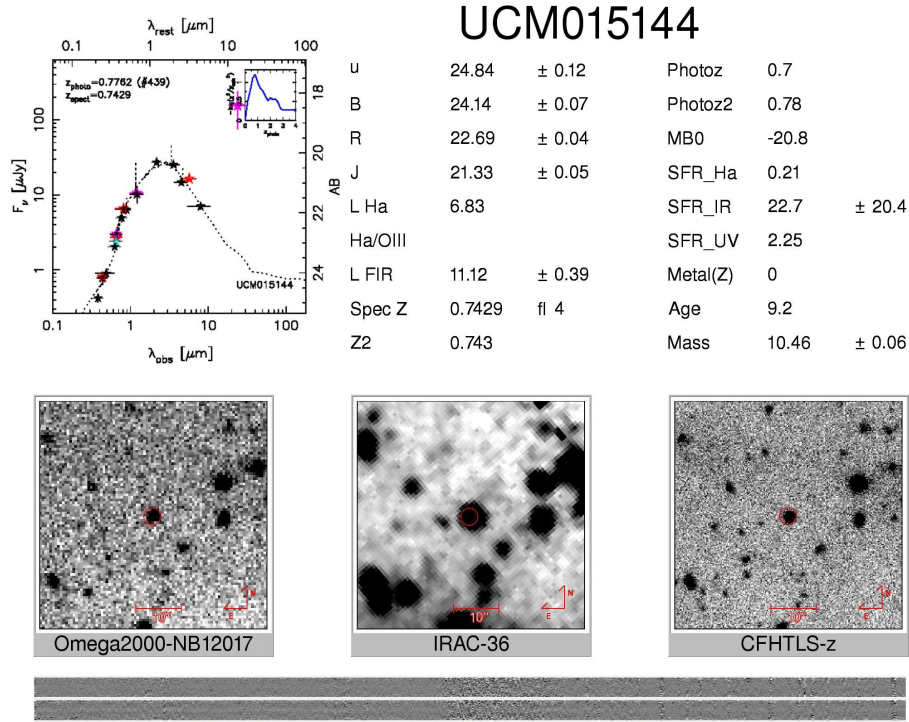


Figura 3.39: Galaxia UCM 015144

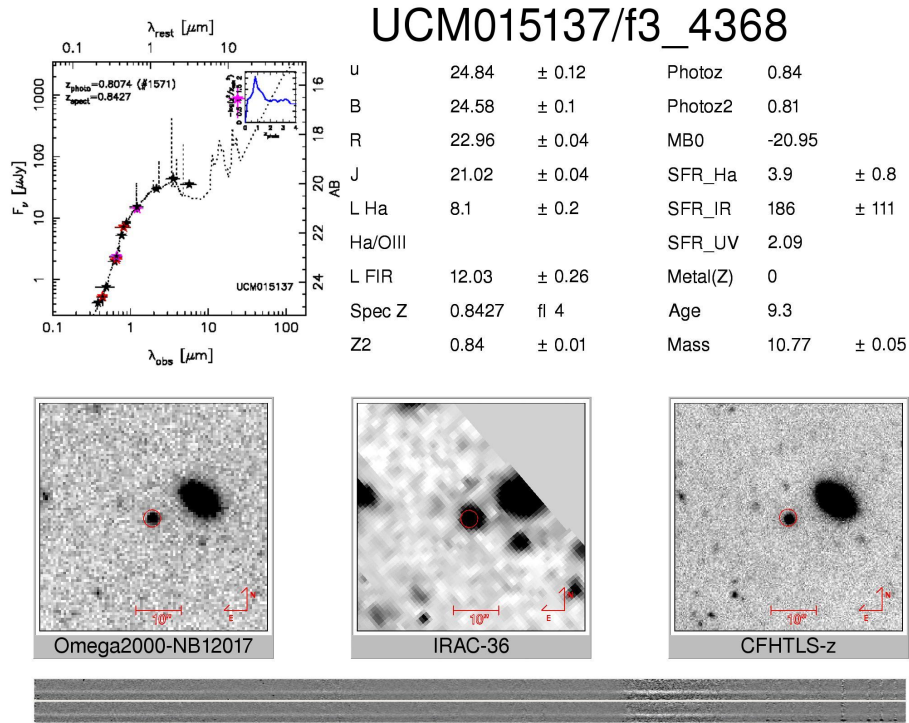


Figura 3.40: Galaxia UCM 015137

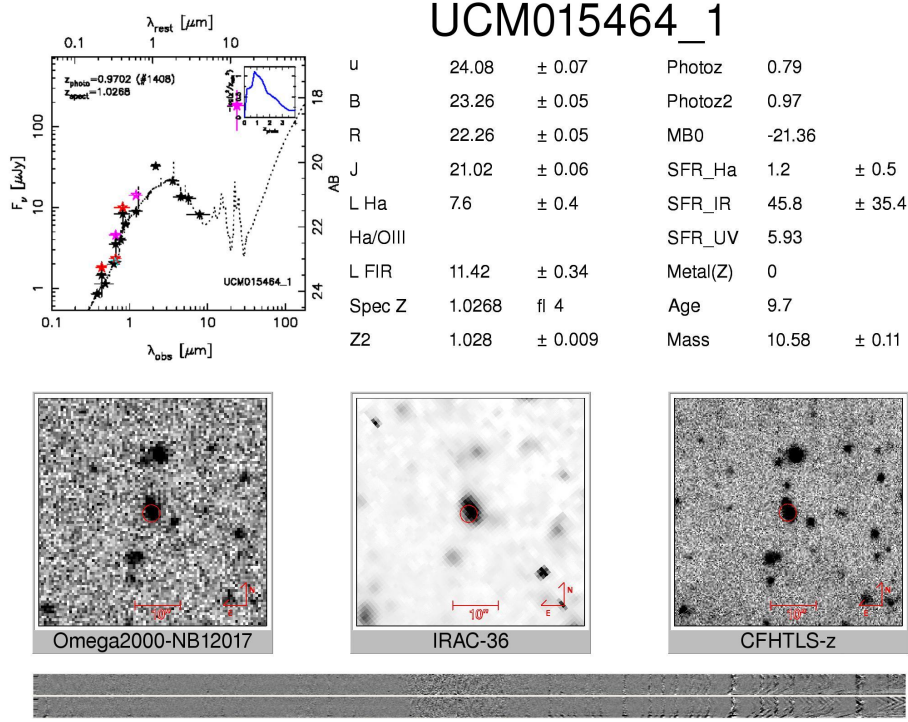


Figura 3.41: Galaxia UCM 015464_1

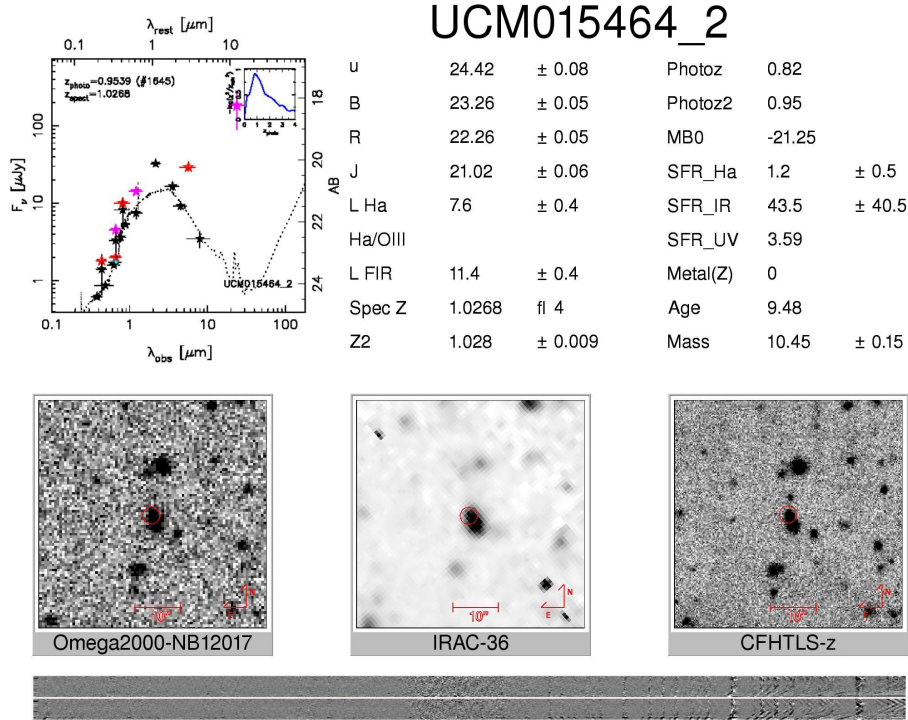


Figura 3.42: Galaxia UCM 015464_2

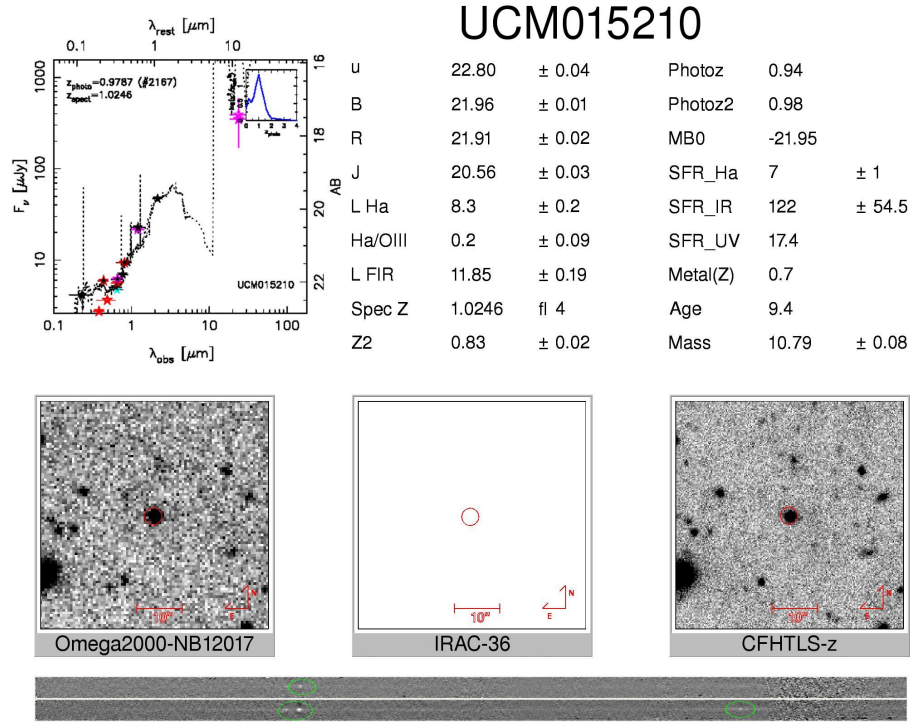


Figura 3.43: Galaxia UCM 015210

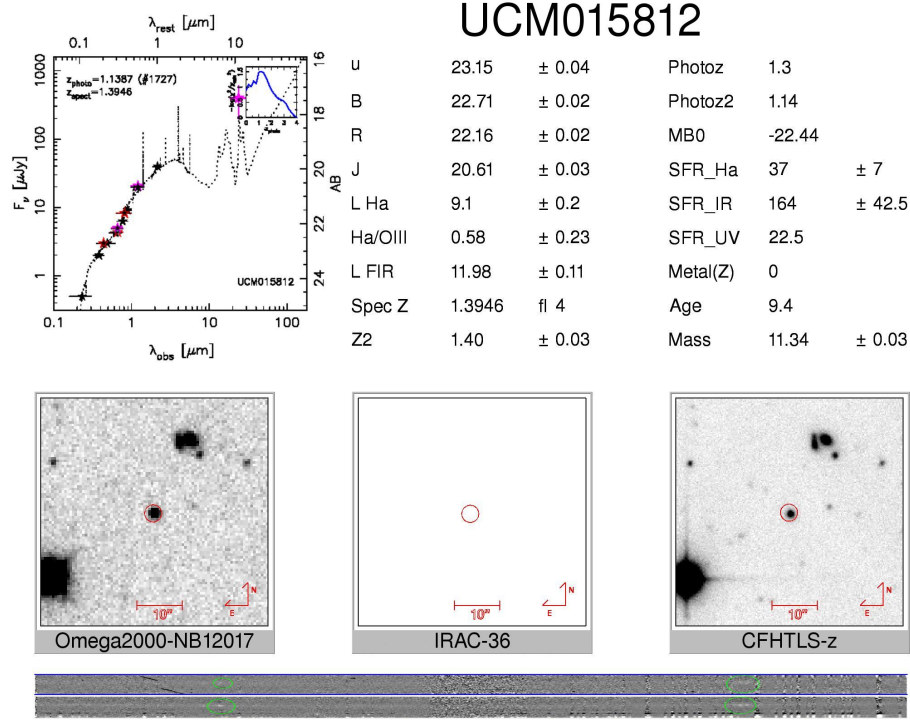


Figura 3.44: Galaxia UCM 015812

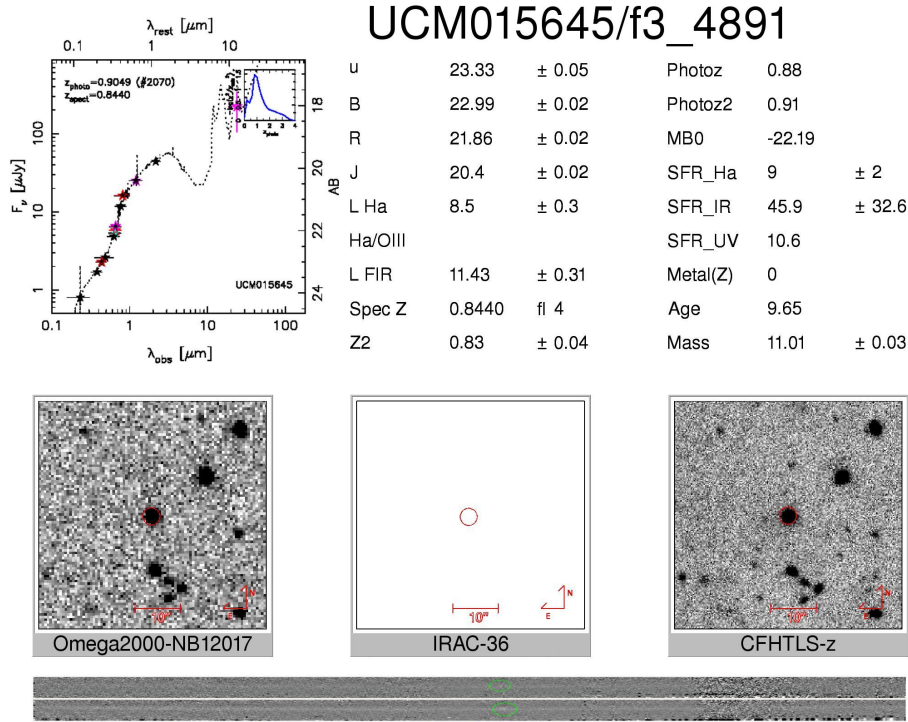


Figura 3.45: Galaxia UCM 015645

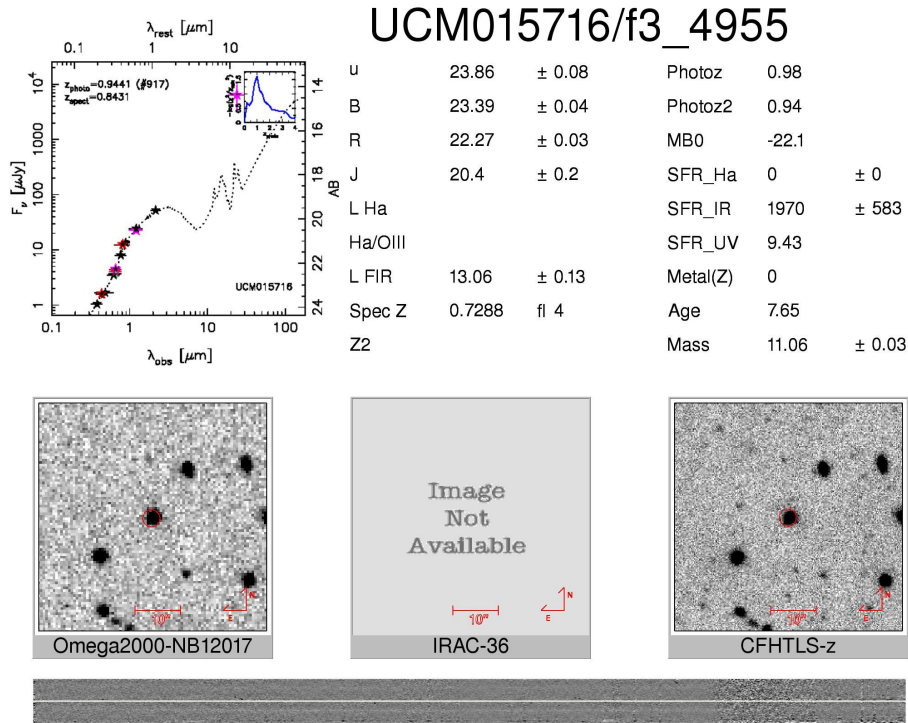


Figura 3.46: Galaxia UCM 015716

3.2 PROPIEDADES FÍSICAS DE LAS GALAXIAS CON FORMACIÓN ESTELAR A $z=0.84$

3.2.1 TASA DE FORMACIÓN ESTELAR: OBSERVADA Y CORREGIDA

Para medir la tasa de formación estelar en esta muestra elegimos como indicador el flujo $H\alpha$. La calibración que hemos usado es la clásica de Kennicutt 1998(11). La descripción del cálculo está detallada en la sección 2.3.4. Una vez reducidos los espectros y hallados los flujos podemos comparar estos con los estimados usando la técnica del filtro estrecho explicada en la sección 1.4.1. En la figura 3.47 vemos como salvo los casos citados en la figura la mayoría de las galaxias presentes en el estudio de Villar et al 2007(12) en nuestro estudio presentan una tasa de formación estelar por debajo de la observada en filtro estrecho. Esto es debido a que en la rendija no entra todo el flujo de la galaxia. En general la correspondencia entre el flujo de línea y del filtro se corresponden bastante bien. en algunos casos como IRAC 031385 es más fiable el flujo medido en el espectro debido a la evidente contaminación por NII, en otros como IRAC052591 el que el flujo de línea medido no es fiable por la contaminación de la línea de OH en 12112.6\AA . No se han detectado la líneas de emisión en ningún objeto con flujo menor de $10^{-17} \text{ergs}^{-1} \text{cm}^{-2}$. A la hora de corregir la absorción podemos elegir varias fuentes de información para obtener la $A_{H\alpha}$. En primer lugar tenemos la $\langle A_{H\alpha} \rangle = 1.64$ publicada en (12); tenemos los valores particulares para cada galaxia de $A_{H\alpha}$ calculados a partir de del índice irx y FUV_NUV(12) y por último tenemos los valores calculado usando los ajustes a la SED(9). Para ver la bondad de la corrección la hemos representado frente a la Tasa de formación estelar calculada usando datos de infrarrojo (figura 3.48). Para las galaxias seleccionadas con el filtro estrecho el método IRS es el que mejor funciona, aunque los datos proporcionados por la SED también mejoran el ajuste. Sin embargo no se puede decir lo mismo para el resto de las galaxias. En un futuro habrá que calcular el índice IRX para todas las galaxias de la muestra.

Hemos comprobado la clara dependencia de la tasa de formación estelar con la masa y con la magnitud absoluta en B (fig 3.49 y fig. 3.52 respectivamente). No se aprecian diferencias significativas entre ambas submuestras en este aspecto, salvo que al estudiar la tasa de formación estelar comparada con la magnitud absoluta en B, las galaxias observadas en el filtro estrecho presentan cierto exceso frente a el resto de la muestra. Esto llama nuestra atención ya que en el estudio del “color” de las galaxias de esta muestra (sección 3.2.2) veremos que estas tienden a ser más rojas que el resto de las galaxias. En un futuro usaremos estos datos para estimara la tasa de formación estelar en esta época del universo continuando el trabajo publicado en (12).

3.2.2 COLORES TÍPICOS

Los diagramas de color son una herramienta muy potente a la hora de clasificar objetos. Para nuestra muestra vemos que la inmensa mayoría de los objetos son muy rojos, tanto que en estudios de la evolución del color de los objetos según su desplazamiento al rojo como el de Willmer et al. 2006(8) no cubre el intervalo de color de la mayoría de nuestras galaxias. En la figura 3.52 podemos ver cual es la distribución de color de nuestras galaxias. Existe una relación estructural evidente para las galaxias escogidas por el filtro estrecho. La dispersión es mucho

mayor para el resto de la muestra. Esto es debido a que existe una gran cierta dispersión en desplazamientos al rojo y a problemas a la hora de ajustar la Distribución espectral de energía, calculada usando desplazamientos al rojo fotométricos. En un futuro calcularemos estos colores para toda la muestra forzando a el ajuste al desplazamiento al rojo medido en este trabajo. El ajuste de la SED y los desplazamientos al rojo han sido calculados a partir de las técnicas descritas en Pérez-González et al.2008(9) en colaboración con el Rainbow team.

Podemos ver en la figura 3.54 como la distribución de colores para la muestra escogida en el filtro estrecho encontramos colores más rojos que el resto de la muestra, con un color típico de $(U - B)_0 = 1$. Para el resto de la muestra vemos que la distribución pica en torno a $(U - B)_0 = 0.9$ pero con menos valores a colores altos. En la distribución de colores de la muestra en filtro estrecho parece existir una tendencia trimodal, con valores para los picos de 1.3, 1 y 0.7. La estadística es aun así muy pobre para sacar conclusiones definitivas pero de la comparación con otra muestra seleccionada con el mismo criterio pero a desplazamientos al rojo bajos como es la muestra UCM(10) (figura 3.53) vemos como la distribución está desplazada a colores más azules. Esto puede tomarse como un indicio de que en la actualidad la formación estelar se da mayormente en tipos tempranos de galaxias. Aun así hay que tener muy en cuenta el efectos de selección a la hora de comparar la muestra local y nuestros datos.

3.2.3 DISTRIBUCIÓN EN DESPLAZAMIENTO AL ROJO

En el siguiente histograma 3.55 vemos que nuestra muestra está centrada en desplazamiento al rojo $z=0.84$. De los 48 objetos estudiados 22 están en el intervalo de interés y de estos todos los seleccionados por la técnica de filtro estrecho están en este desplazamiento al rojo. Solo uno está a desplazamiento al rojo menor de 0.7. La muestra de objetos detectados a $z=1.4$ se reduce a 3 que es el 100 % de los que componía la muestra. Se ha logrado medir el desplazamiento al rojo de 36 de estos objetos, de los cuales solo en 5 casos no había confirmación espectroscópica independiente y solo en un caso (UCM015210) el desplazamiento espectroscópico del catálogo era diferente del nuestro.

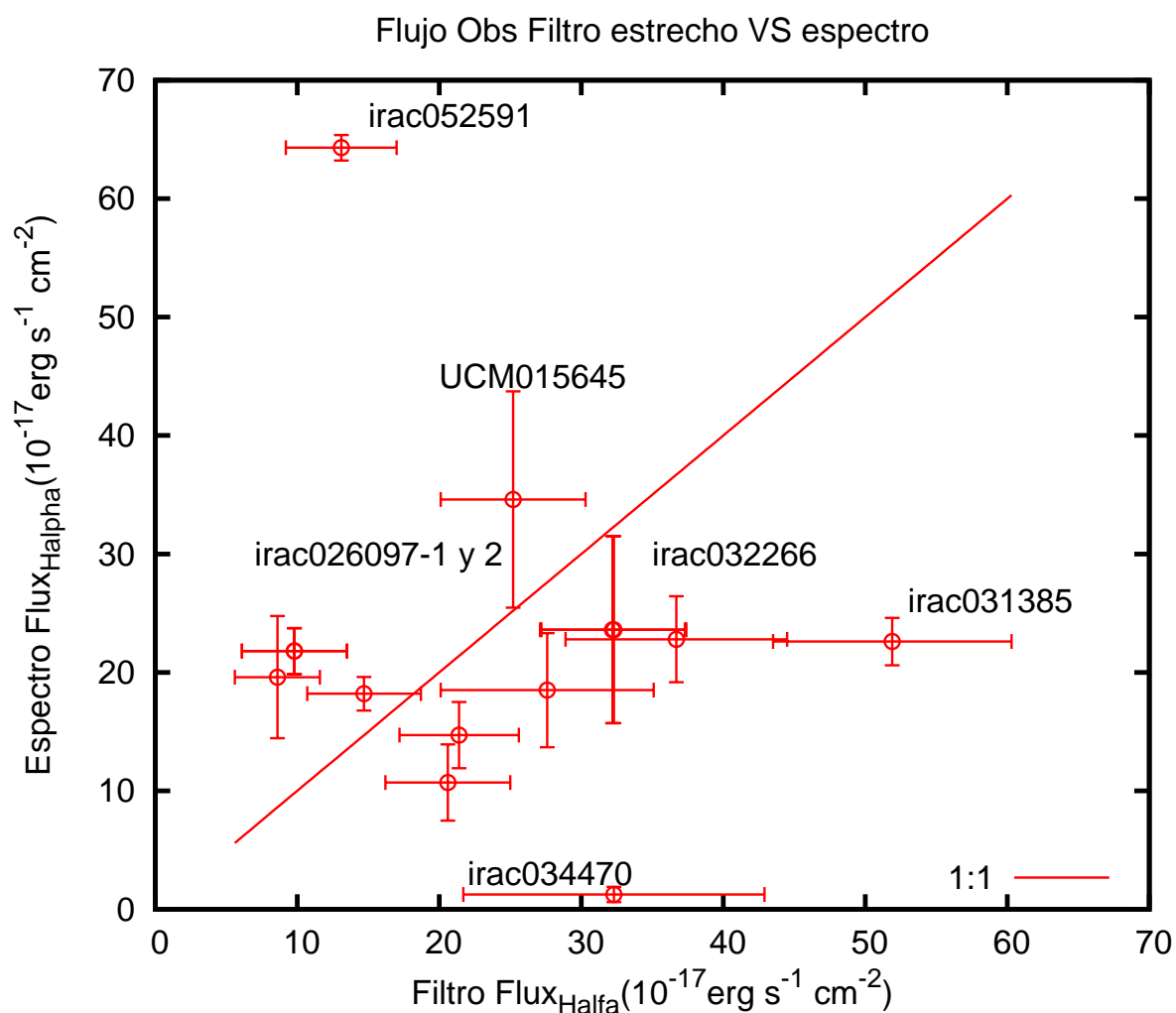


Figura 3.47: Flujos observados de la muestra común entre este trabajo y la exploración en filtro estrecho. A continuación se concretan algunos detalles sobre las galaxias marcadas en el gráfico: irac026097_1 y 2 están a $z=0.8336$, en el borde del filtro, por eso hay menos señal de la que debiera; irac034470, el espectro no corresponde a la misma fuente; irac052591, límite del filtro y además la línea está contaminada por una línea de cielo; UCM015645, contaminada por una línea de cielo; irac031385, contaminada por NII; irac032266, contaminada por NII

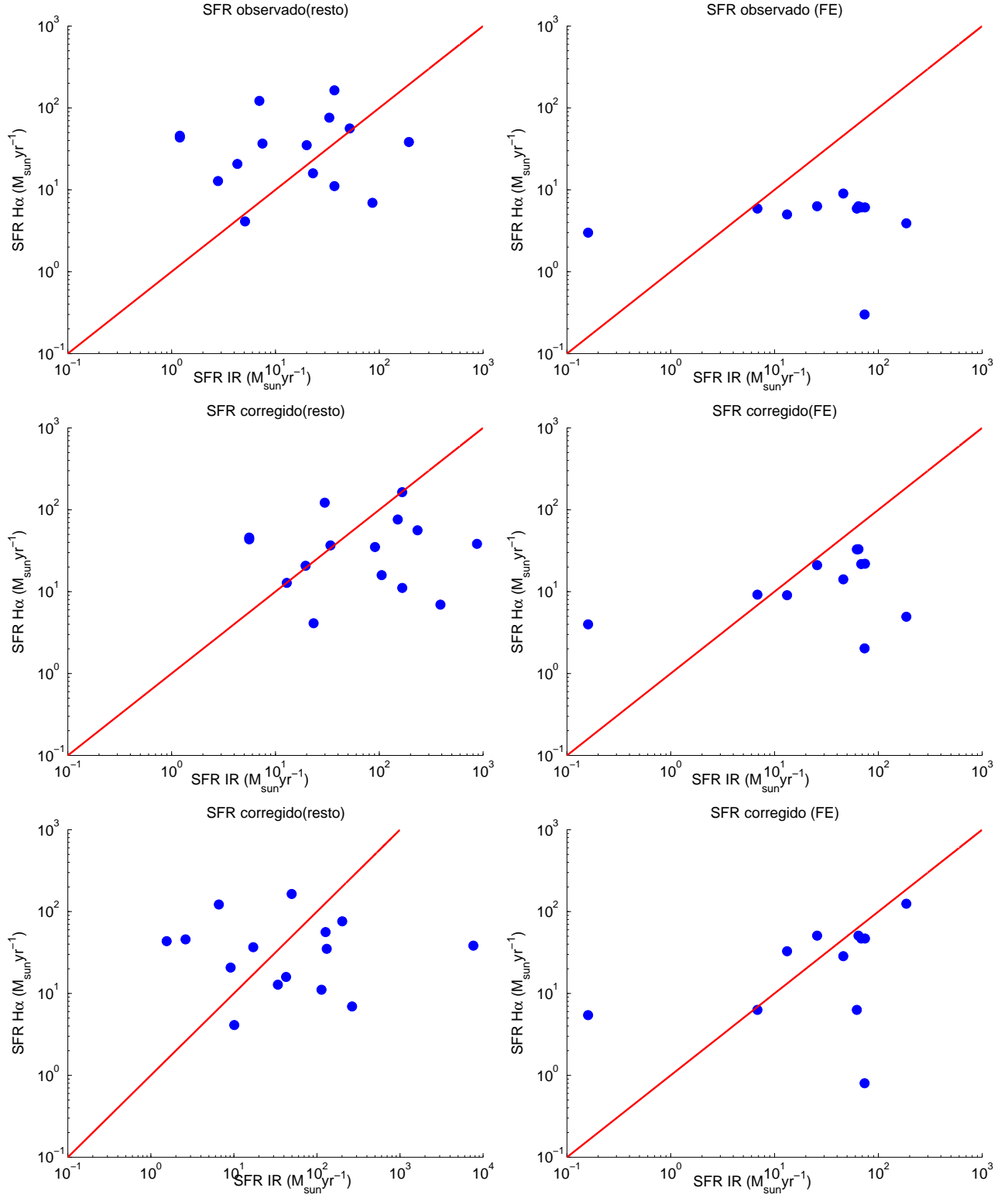


Figura 3.48: Los dos diagramas superiores se refieren a tasa de formación estelar observada (Filtro estrecho a la derch., resto izq.) En el centro las tasas de formación estelar corregidas usando los datos de (9). Abajo, a la derecha las galaxias detectadas con el filtro estrecho corregidas usando el índice IRX(12); a la izquierda el resto de las galaxias corregidas usando $\langle A_{H\alpha} \rangle$.

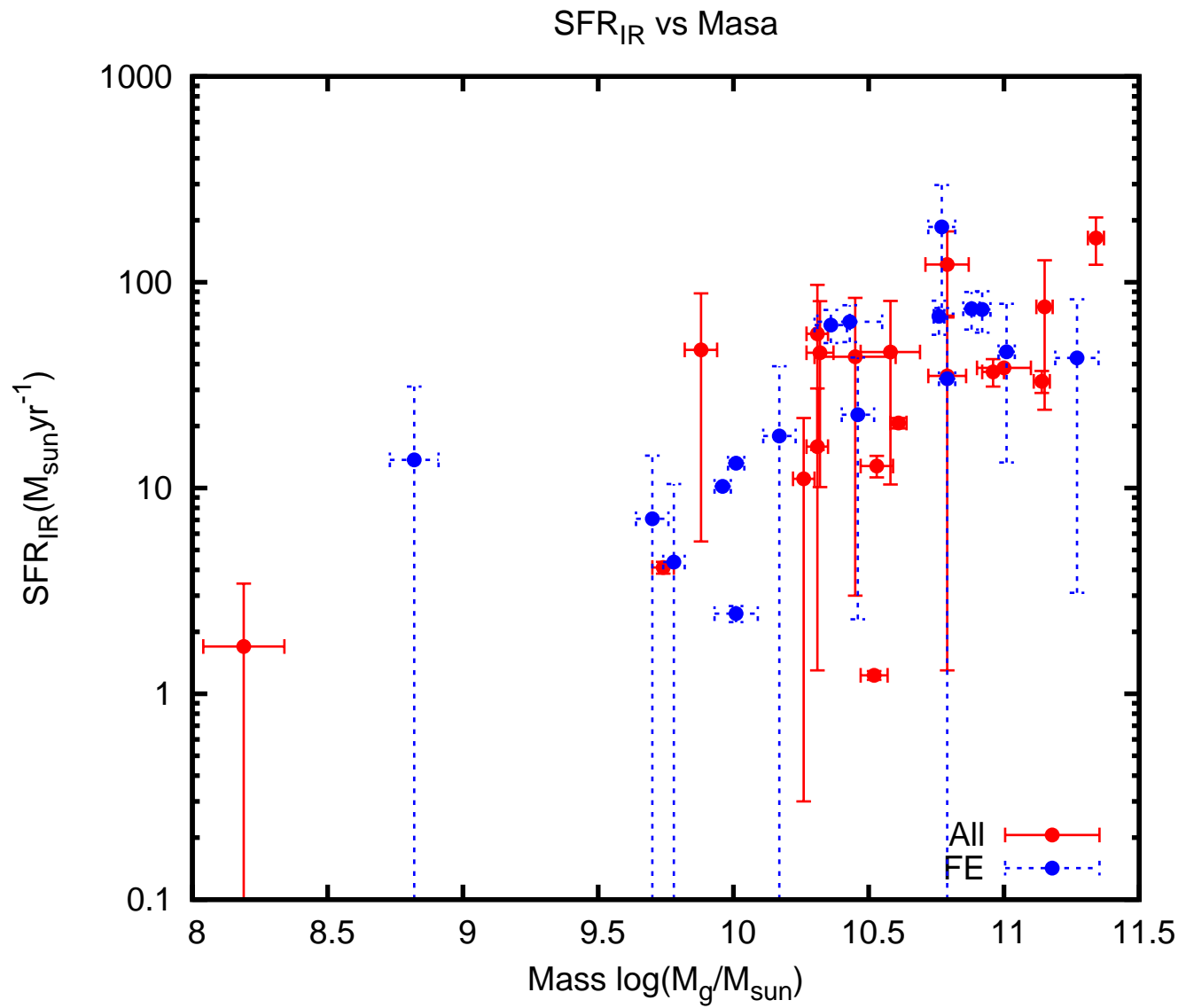


Figura 3.49: Se observa una clara relación entre la masa estelar y la Tasa de formación estelar observada en el infrarrojo.

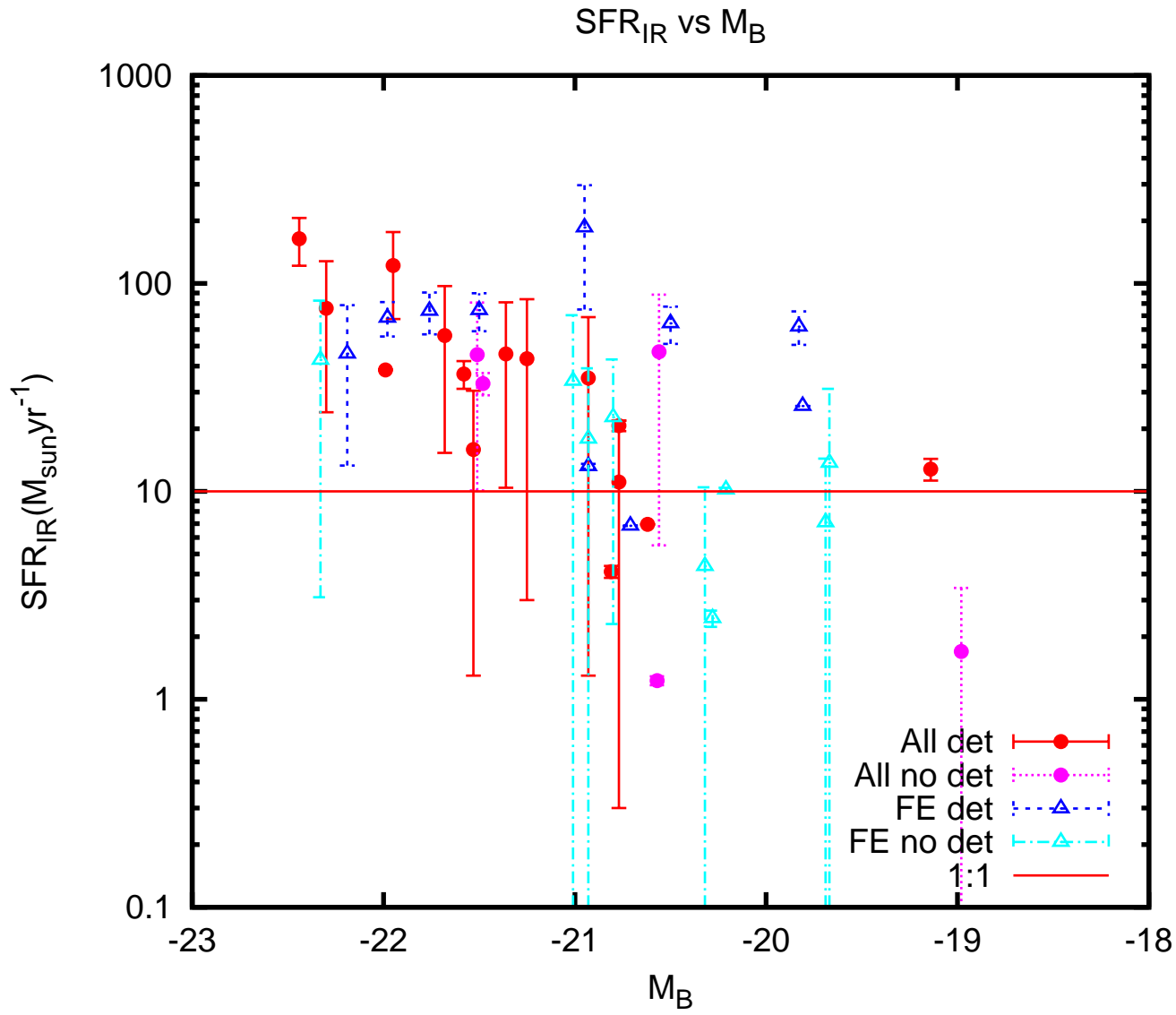


Figura 3.50: Esta relación mencionada en la Figura 3.49 se mantiene cuando examinamos la relación de la Tasa de formación estelar y la magnitud absoluta en B.

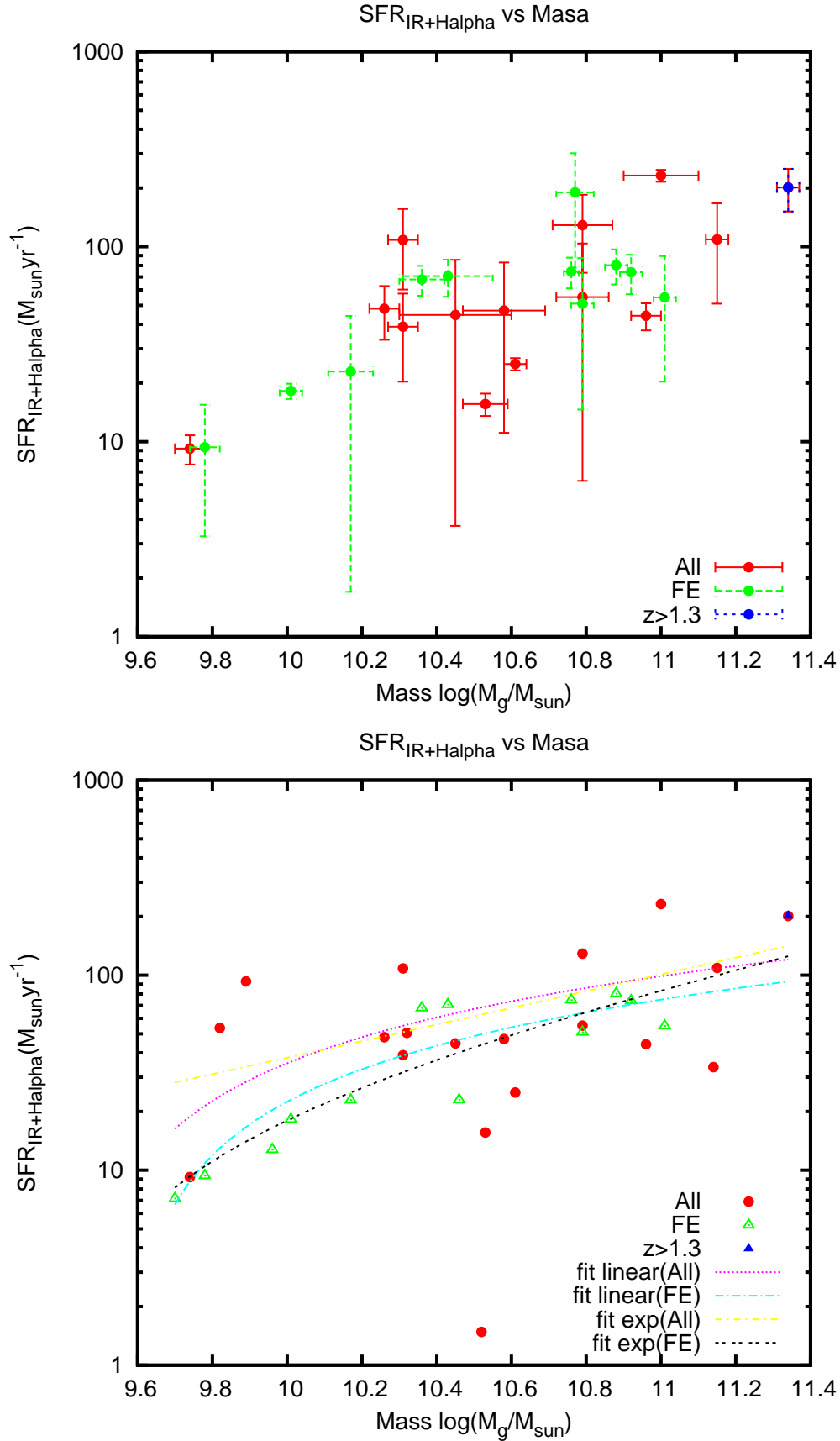


Figura 3.51: Se representa la tasa de formación estelar total calculada a partir de la suma de la tasa de formación estelar observada infrarroja y $H\alpha$. Arriba se representan los datos con errores disponibles en SFR_{IR} y $SFR_{H\alpha}$, abajo todos los datos disponibles junto a algunos ajustes preliminares.

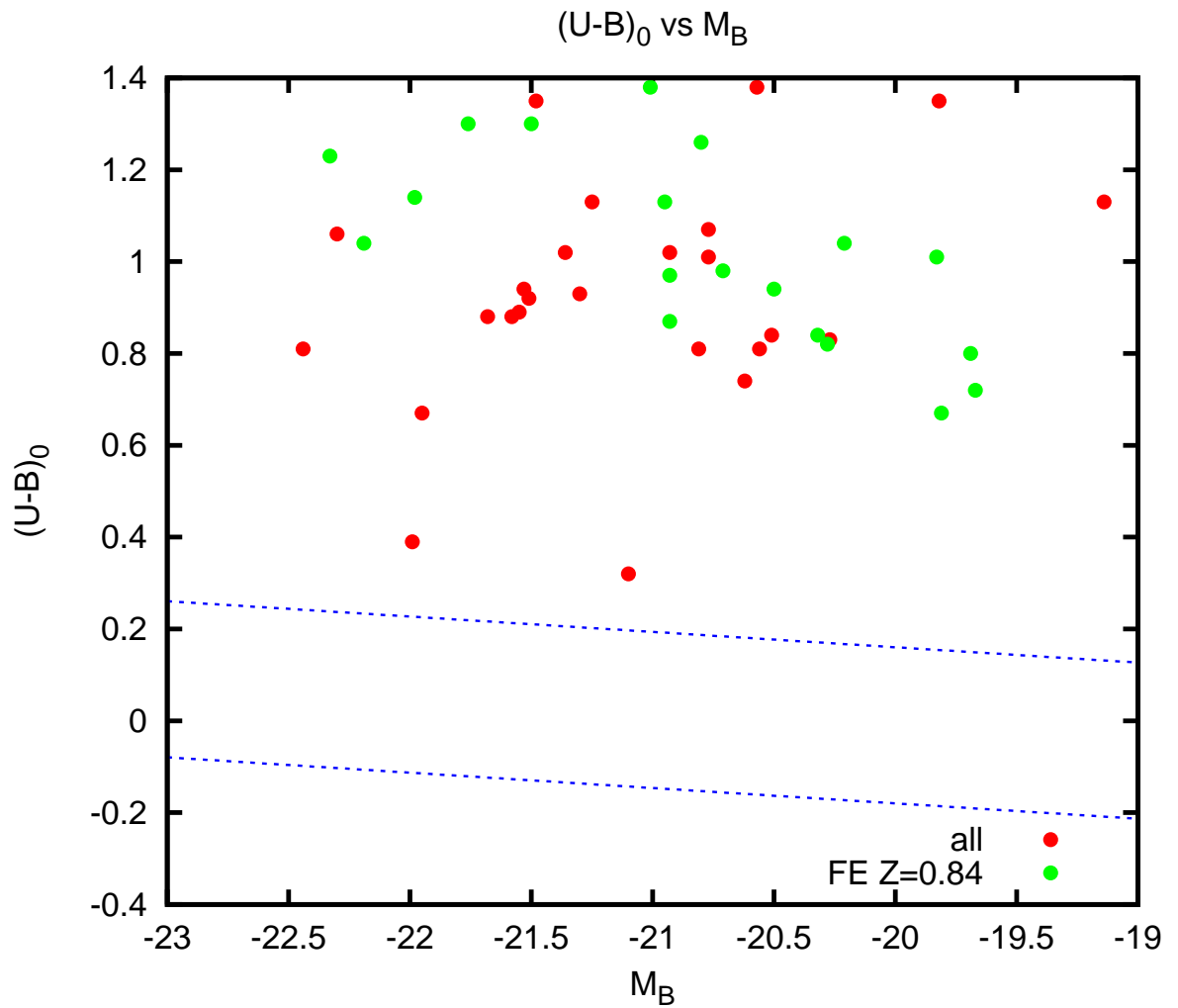


Figura 3.52: Colores de las galaxias de la muestra. Las líneas son las marcadas por Willmer et al. 2006(8). La línea superior marca la separación de la secuencia roja. La línea inferior separa las galaxias más azules de las moderadamente azules. Vemos que nuestras galaxias son mucho más rojas incluso que las galaxias típicas que suelen llegar hasta $U-B=0.5$.

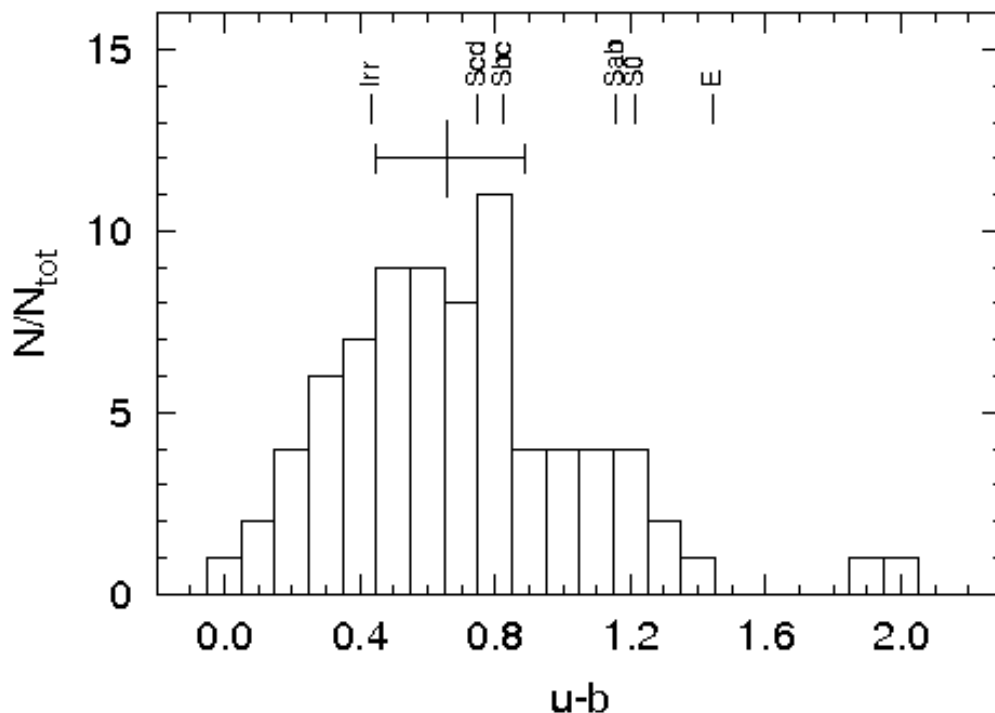


Figura 3.53: Como comparación mostramos aquí la distribución de colores de la muestra local UCM, Díaz et al.

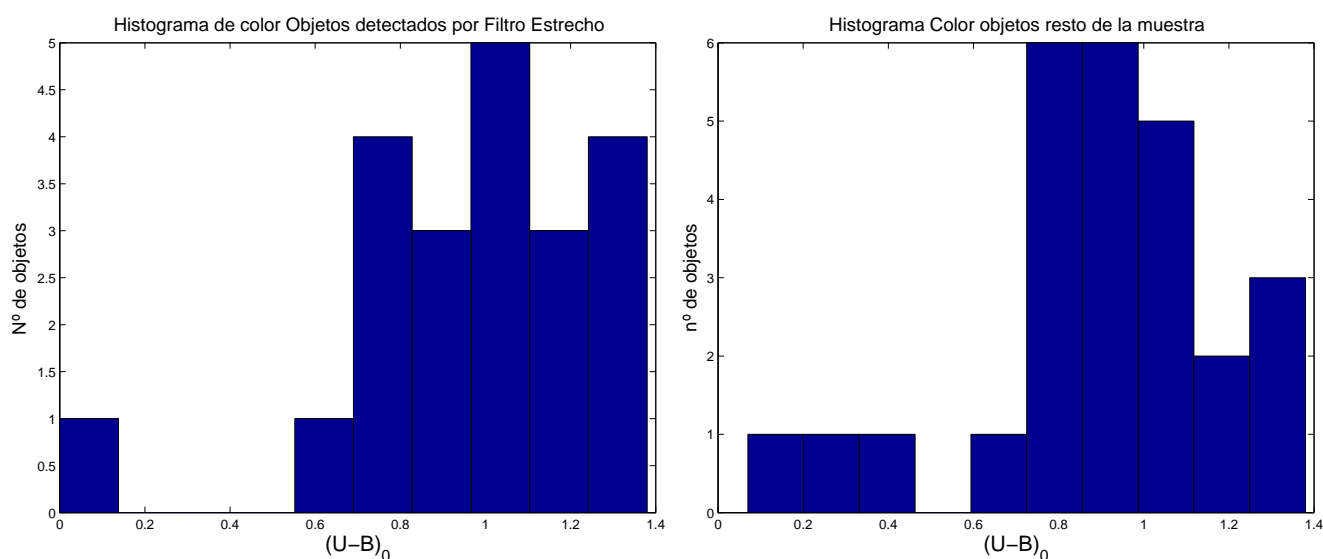


Figura 3.54: Al comparar la distribución de colores de estos dos grupos de galaxias(seleccionadas con filtro estrecho(FE) y el resto(RE)) vemos que las galaxias FE presentan colores más extremos y en general más son más rojas que las galaxias RE.Comparando esto con la muestra local encontramos un déficit muy grande de galaxias azules. Esto no indica que no existan estas galaxias sino que nuestro método de selección funciona de manera diferente a $z=0.84$ que a 0.04 . Mostrando que la cantidad de galaxias con emisión importante en $H\alpha$ se produce en esta época en galaxias de tipos medios y tempranos.

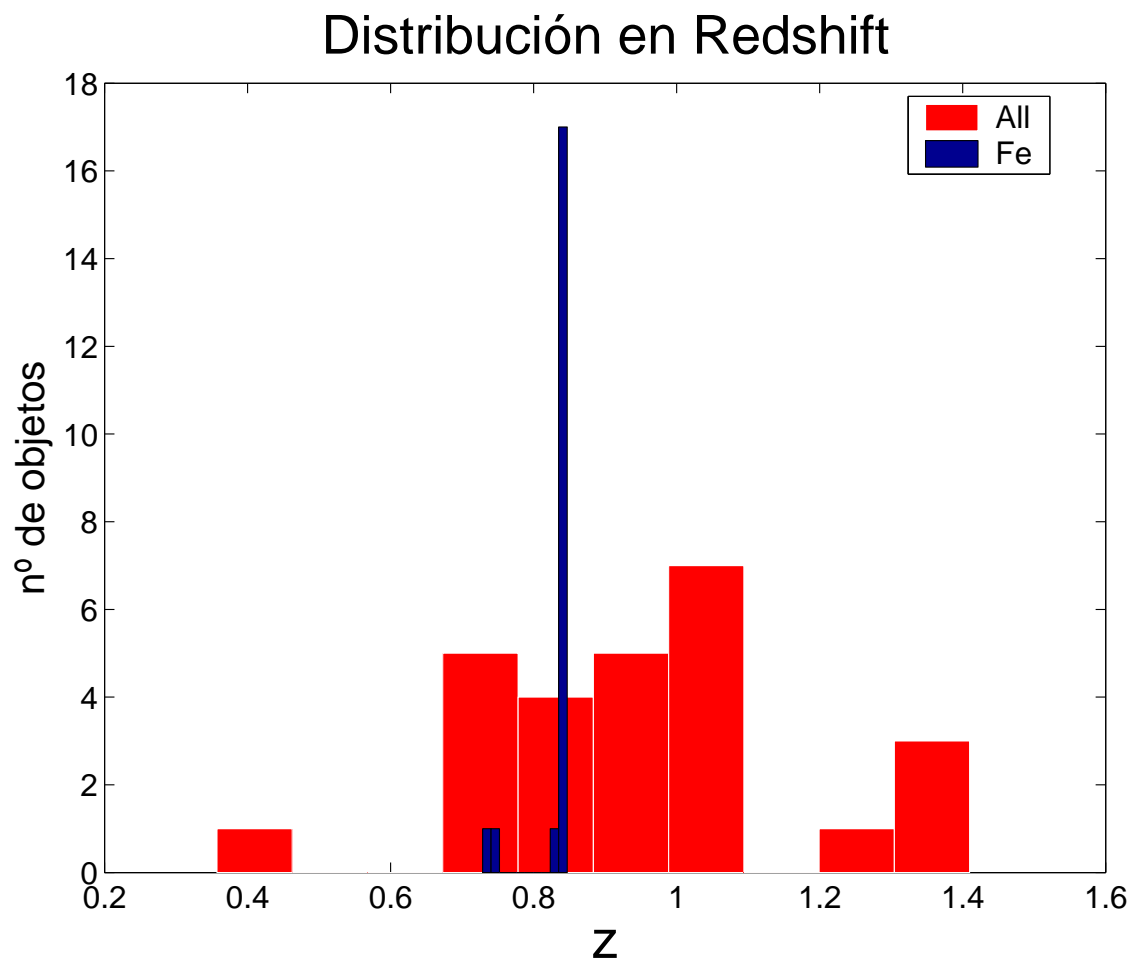


Figura 3.55: Distribución del desplazamiento al rojo de los objetos de la muestra.

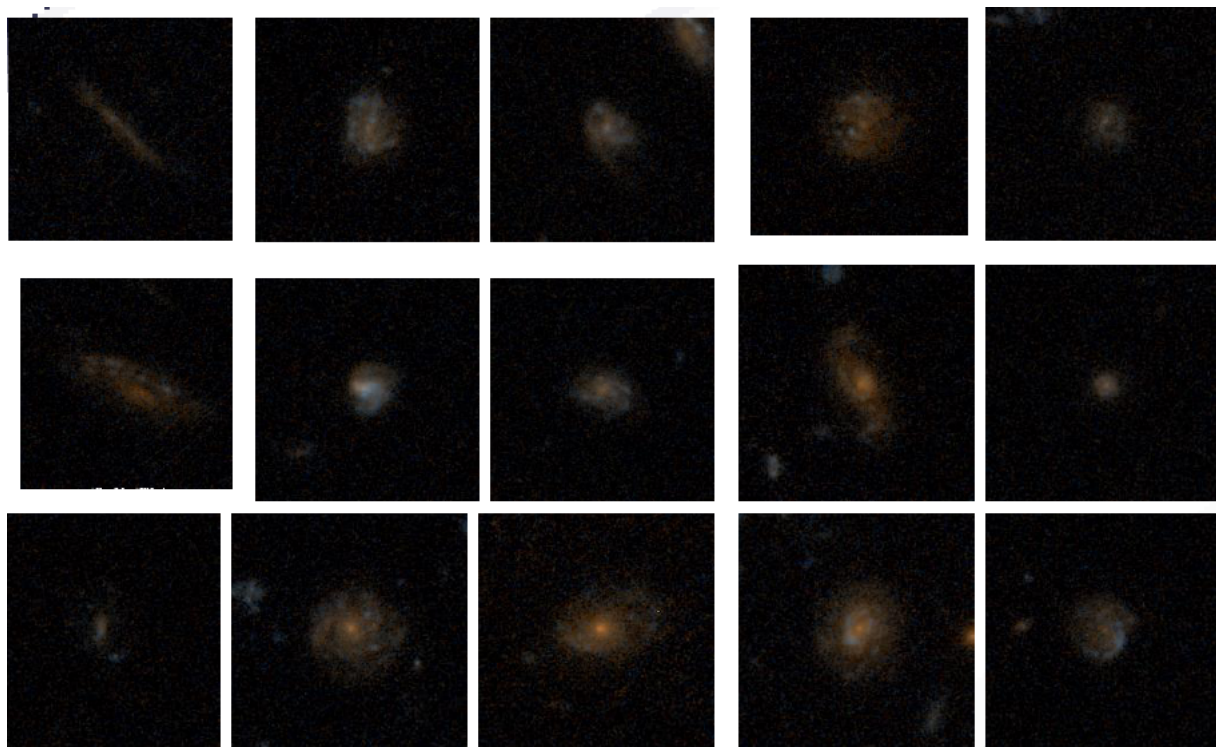


Figura 3.56: Combinaciones de los filtros ACS v,i y z para simular los RGB restframe

3.2.4 MORFOLOGÍA DE LAS GALAXIAS DE LA MUESTRA

La inspección visual de las galaxias de esta muestra, tras el entrenamiento con galaxias de la muestra local de SDSS¹, nos ha permitido determinar el tipo morfológico de la mayoría de las galaxias de la muestra. Para las galaxias que hemos tenido disponibles imágenes de alta resolución de la suficiente profundidad nos ha permitido estimar clasificar dentro de nuestra muestra a 17 galaxias espirales, 7 galaxias compactas y 4 posibles merges. Estos datos demuestran que las fusiones masivas no son la población dominante entre las galaxias con formación estelar en esta época del universo.

3.3 EFICIENCIA DE LOS MÉTODOS DE BÚSQUEDA POR FILTROS ESTRECHOS

La tasa de eficiencia en la detección de objetos con líneas de este método es alta, podemos ver como en la tabla 3.3. La eficiencia para las observaciones con filtro estrecho se sitúa entre el 65-70 % dependiendo de si consideramos los errores en la toma de los espectros o no. Para el resto de la muestra la eficiencia es del 70 %. Vemos que usando criterios robustos se puede obtener una eficiencia igualmente alta usando la técnica de filtro estrecho como usando diagramas BzK y otros. Sin embargo, la técnica del filtro estrecho nos proporciona una muestra mucho

¹Clasificadas más de 5685 galaxias en el proyecto GalaxyZoo

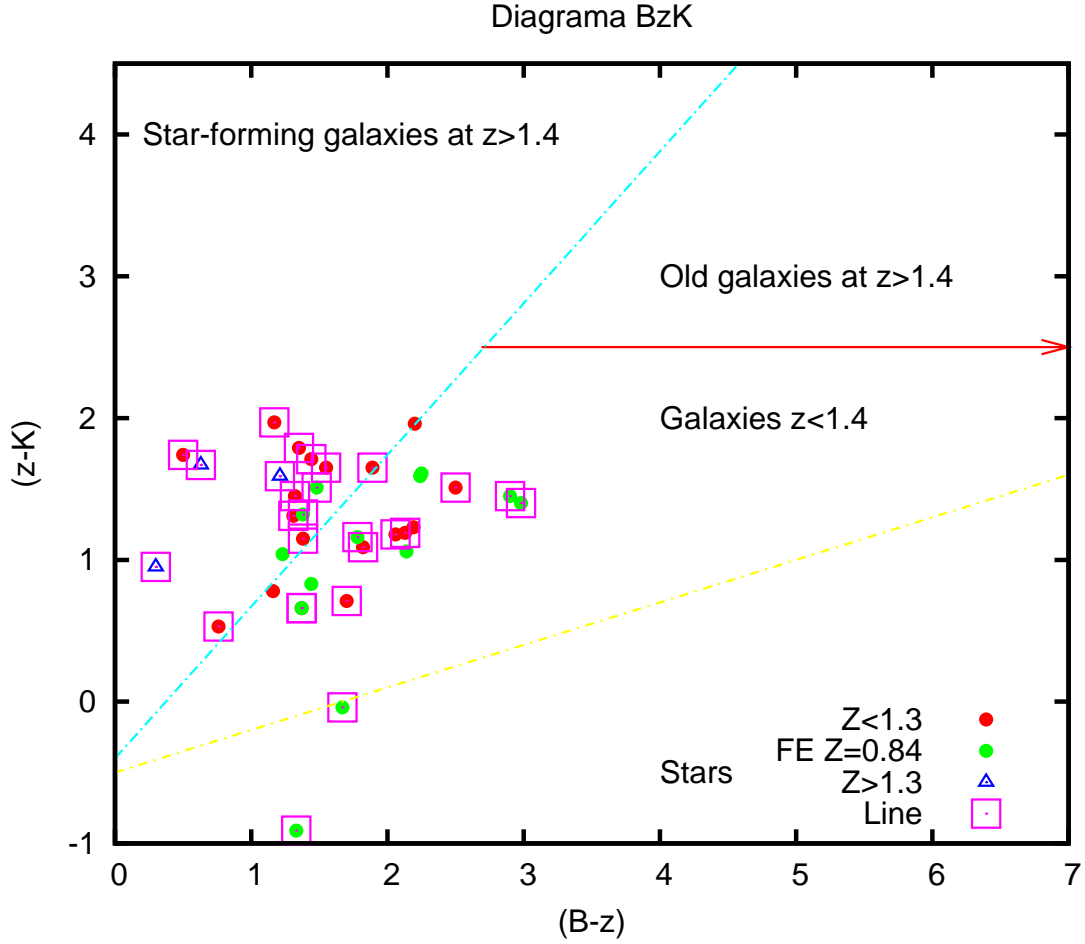


Figura 3.57: Diagrama de diagnóstico BzK publicado por Daddi et al 2004(14) fue construido para separar galaxias con formación estelar y galaxias pasivas a $z>1.4$. Como podemos ver existe una gran cantidad de nuestras galaxias que se encuentran por encima de la línea azul y tiene desplazamientos al rojo menores de 1.4. Sin embargo vemos que hemos detectado líneas en todos ellos, por tanto esta región no solo traza galaxias con formación estelar a dicho z sino a z menores también. Algunos de estos “falsos positivos” son: irac031206 $z=1$, irac031388 $z=0.68$, UCM015210 $z=0.84$, UCM015464_2 $z=0.84$. En el sector inferior predominado por estrellas nosotros tenemos dos objetos: irac059550 y irac58869; ambos detectados por el filtro estrecho.

más homogénea en desplazamiento al rojo. En ese sentido, la eficiencia del filtro estrecho es del 85 % frente a un 16.6 % de otras técnicas. En el diagrama BzK de la figura 3.57 podemos ver como el uso de diagramas de diagnóstico puede incrementar la eficiencia de este método como se menciona en el apartado 3.2 de (12) en el que se usa dicho diagrama de color para segregar candidatos a estrellas. Sin embargo, el análisis detallado de esta muestra indica la existencia de falsos positivos en la región de galaxias con formación estelar $z>1.4$ y en la región definida para estrellas. Por lo que una inspección visual de los objetos puede ayudar a distinguirlos de posibles fuente espúreas. ¹ $U = UCM, i = irac, ^2 10^{-17} ergs^{-1} cm^{-2}, ^3 10^{42} ergs^{-1}, ^4 M_{sun} yr^{-1}$

ID^1	$Redshift$	$f_{H\alpha}^2$	$L_{H\alpha}^3$	$SFR_{H\alpha}^4$	EW	Líneas	$12 + \log\left(\frac{O}{H}\right)$
U014479	0.84						
U014510	0.85	11 ± 3	3.7 ± 1.1	5.4	93	$H\alpha$.[OIII]	
U014904 ₂	0.84	0.2	0.1	0.2			
U014904 ₁	0.84	0.2	0.1	0.2			
U015144	0.74	1.1	0.3	0.9			
U015137	0.84	15 ± 3	5.0 ± 1.0	124.7	65	$H\alpha$	
U015645	0.83	35 ± 9	11.4 ± 3.0	28.5	279		
U015716	0.73						
i058869	0.84	18.2 ± 1.4	6.2 ± 0.5	16.8	28	$H\alpha$.[OIII]	
i059550	0.84	20 ± 5	6.7 ± 5.5	32		$H\alpha$	
i052591	0.84	64.3 ± 1.1	21.8 ± 0.4	154.5	144	$H\alpha$.[OIII]	
i026097 ₂	0.84	22 ± 2	7.4 ± 0.7	6.3	84	$H\alpha$.[OIII]	
i026097 ₁	0.84	22 ± 2	7.4 ± 0.7	6.3	84	$H\alpha$.[OIII]	
i030618 ₁	0.84	24 ± 8	8.0 ± 2.7	50.8	265	$H\alpha$	
i030618 ₂	0.84	24 ± 8	8.0 ± 2.7	50.8	265	$H\alpha$	
i029331				0.0			
i034603	0.84	19 ± 5	6.3 ± 1.6	32.8	152	$H\alpha$	
i034289	0.84						
i031385	0.84	23 ± 2	7.7 ± 0.7	46.9	80	$H\alpha$.[NII]	8.82 ± 0.06
i032266	0.84	23 ± 4	7.7 ± 1.2	46.8	191	$H\alpha$.[NII].[OIII]	8.76 ± 0.09
i034470	0.84	1.3 ± 0.6	0.4 ± 0.2	0.8	21	$H\alpha$	
U014524	0.73			998.6		$H\alpha$	
U014303	1.03	12 ± 3	6.5	23.3	95	$H\alpha$.[OIII]	
U014677	1.4					[OIII]	
U015464 ₂	1.03	5 ± 2	1.6 ± 0.7	5.6	60	$H\alpha$	
U015464 ₁	1.03	5 ± 2	1.6 ± 0.7	5.6	60	$H\alpha$	
U015210	0.83	25 ± 4	8.3 ± 1.5	29.9	109	$H\alpha$.[NII].[OIII]	8.58 ± 0.05
U015812	1.4	39 ± 7	46.5 ± 8.9	166.3	187	$H\alpha$.[NII].[OIII]	8.83 ± 0.08
i068951	0.92	99 ± 18	42.1 ± 7.8	150.7	167	$H\alpha$.[NII]	8.72 ± 0.12
i054693	0.98	51 ± 39	25.4 ± 19.4	91.0	146	$H\alpha$.[NII]	
i053201	1.3						
i051094 ₁	0.92						
i062302 ₁	1	208 ± 15	108.7 ± 7.9	388.8	77	$H\alpha$.[NII]	8.61 ± 0.06
i059903 ₁	1.41					[OIII]	
i057060	0.74	187 ± 21	46.5 ± 5.2	166.4	105	$H\alpha$.[NII]	8.59 ± 0.02
i057713	1	125 ± 17	65.3 ± 8.6	233.6	89	$H\alpha$.[NII]	8.66 ± 0.06
i053026	0.76	111 ± 18	29.5 ± 4.9	105.5	84	$H\alpha$	
i028940	0.85	0.90 ± 0.3		1.1			
i031206	1.02	445 ± 37	244 ± 20	873.5	1136	$H\alpha$	
i032685	0.93	2.2	1.0		3.4		
i031388	0.68	32 ± 8	6.5 ± 1.6	23.3	267	$H\alpha$	
i034249	0.94						
i035188	0.85	16 ± 2	5.5 ± 0.8	19.5	109	$H\alpha$	
i034541	0.78	13 ± 2	3.6 ± 0.6	12.9	118	$H\alpha$	
i035135	1.01	18 ± 3	9.5 ± 1.7	33.9	124	$H\alpha$	

Tabla 3.1: Tabla resumen de las observaciones. En la parte superior las galaxias de la muestra observada con el filtro estrecho(12). En la parte inferior el resto de las galaxias.

METALICIDAD DE LAS GALAXIAS A $z=0.8$

El estudio de la metalicidad en galaxias a desplazamiento al rojo en torno a $z=1$ y mayores estaba tradicionalmente vetado para telescopios de 4 m. En este estudio hemos demostrado que es posible medir metalicidades para este tipo de objetos con estos telescopios.

Las metalicidades de nuestra muestra se reduce a 8 objetos, comparable a las muestras obtenidas por otros autores para estos desplazamientos al rojo.

El cálculo de la metalicidad se ha realizado de acuerdo con Pettini et al. 2004(1), este cálculo es el utilizado por el resto de autores excepto Tremonti et al. 2004(2) que usó una estimación antigua para el cálculo de las metalicidades del SDSS. En posteriores artículos se han recalculado dichas metalicidades usando(1), un ejemplo de esto es la exploración de Shapley et al. 2005a(3). En otras ocasiones el procedimiento para comparar la metalicidad de una muestra con la muestra local de referencia(2) lo que se ha hecho es desplazar el mejor ajuste a la distribución de metalicidades de manera que conocida como la saturación del índice N2(1). Este es el caso del artículo de Erb et al. 2006(4), en el que desplaza 0.54 dex la relación de(1). En la figura 4.1 podemos ver la distribución de metalicidades de las exploraciones actuales así como en trazo continuo las relaciones de comparación anteriormente citadas. Parece que las galaxias de esta muestra tienen metalicidades altas, lo que cuadra con unas galaxias con mayor extinción debida al polvo, como ya se mencionó en la sección 3.2.2. Este resultado es coherente con los obtenidos por Hayashi et al. 2008.(5) para galaxias a $z=2$. En este artículo encuentran una diferencia de 0.3 dex entre la relación encontrado por ellos y la publicada por (4). Ellos atribuyen esta diferencia a que la muestra seleccionada por (4) está sesgada al solo estudiar galaxias con exceso en UV, por tanto en esa muestra se excluyen galaxias con mucho polvo. Su muestra en cambio selecciona galaxias con formación estelar más rojas.

En el caso de las galaxias de nuestra muestra parecen ser las equivalentes a las las estudiadas por (5) pero a desplazamiento al rojo 0.84. De hecho se encuentra un paralelismo perfecto si comparamos nuestra muestra con el estudio realizado por Rodríguez et al.(6) basándose en la intensidad de la línea $[\text{OII}]\lambda 3727 \text{ \AA}$. Como ya mencionamos en la sección 1.4.2, el 20 % de las galaxias que muestran $H\alpha$ no presentan rastro de $[\text{OII}]\lambda 3727 \text{ \AA}$, por lo que cada exploración traza distintos tipos de poblaciones. De acuerdo con lo expuesto nuestra interpretación es que las galaxias seleccionadas con $H\alpha$ no están sesgadas hacia la selección de objetos predispuestos a tener bajas metalicidades y por tanto la metalicidad que observamos es similar a la muestra local. El hecho es que todos los estudios realizados entre z 0.8 y 1.4 que utilizan como selección espectros de DEEP2 con desplazamientos al rojo calculados a partir de $[\text{OII}]\lambda 3727 \text{ \AA}$ obtienen metalicidades similares(7)(3)(6). El caso de (4) esta sesgado en el mismo sentido al usar también datos de la región UV. El estudio (6) y el presente trabajo no comparten a priori criterio

de selección pero obtienen resultados similares por lo que podemos pensar que están menos sesgados. Sin embargo hay que estudiar con más detenimiento este último aspecto dado que como explicamos en la sección 3.3 muchas de nuestras galaxias cumplen el criterio BzK.

La metalicidad típica para las galaxias de esta muestra es $< 12 + \log \left(\frac{O}{H} \right) > = 8,65$. Este dato implica que el enriquecimiento químico de las galaxias hace 6.6 Gigaños es prácticamente el mismo que las actuales¹. Al menos eso sería valido para las galaxias de mayor masa. La dispersión encontrada es compatible con la que se encuentra en el universo local(2).

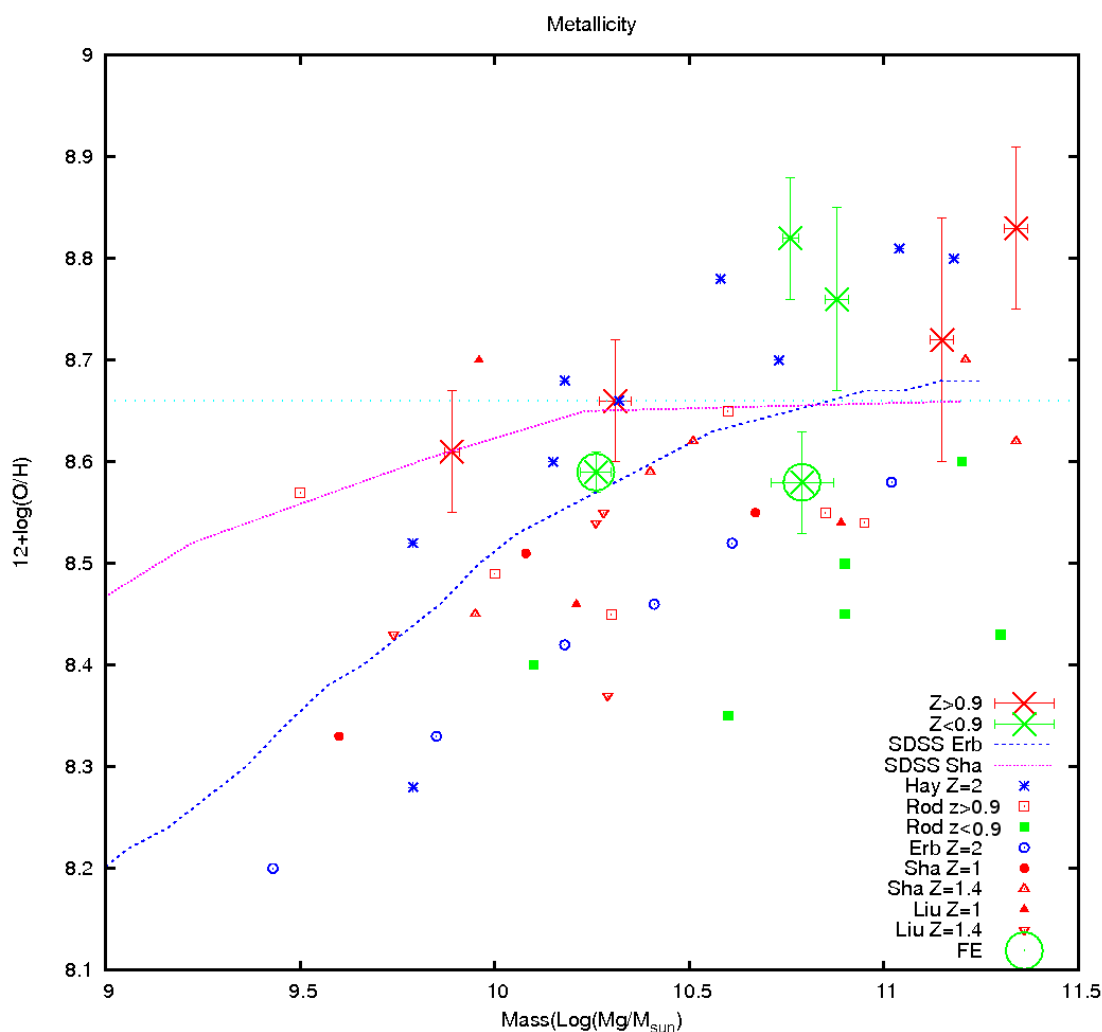


Figura 4.1: Metalicidad de las galaxias de esta muestra comparadas con otras exploraciones(Shapley et al. 2005a, Erb et al. 2006, Liu et al 2008, Rodríguez et al[in progress], Hayahi et al.2008)

¹Metalicidad solar $12 + \log \left(\frac{O}{H} \right) = 8,66$

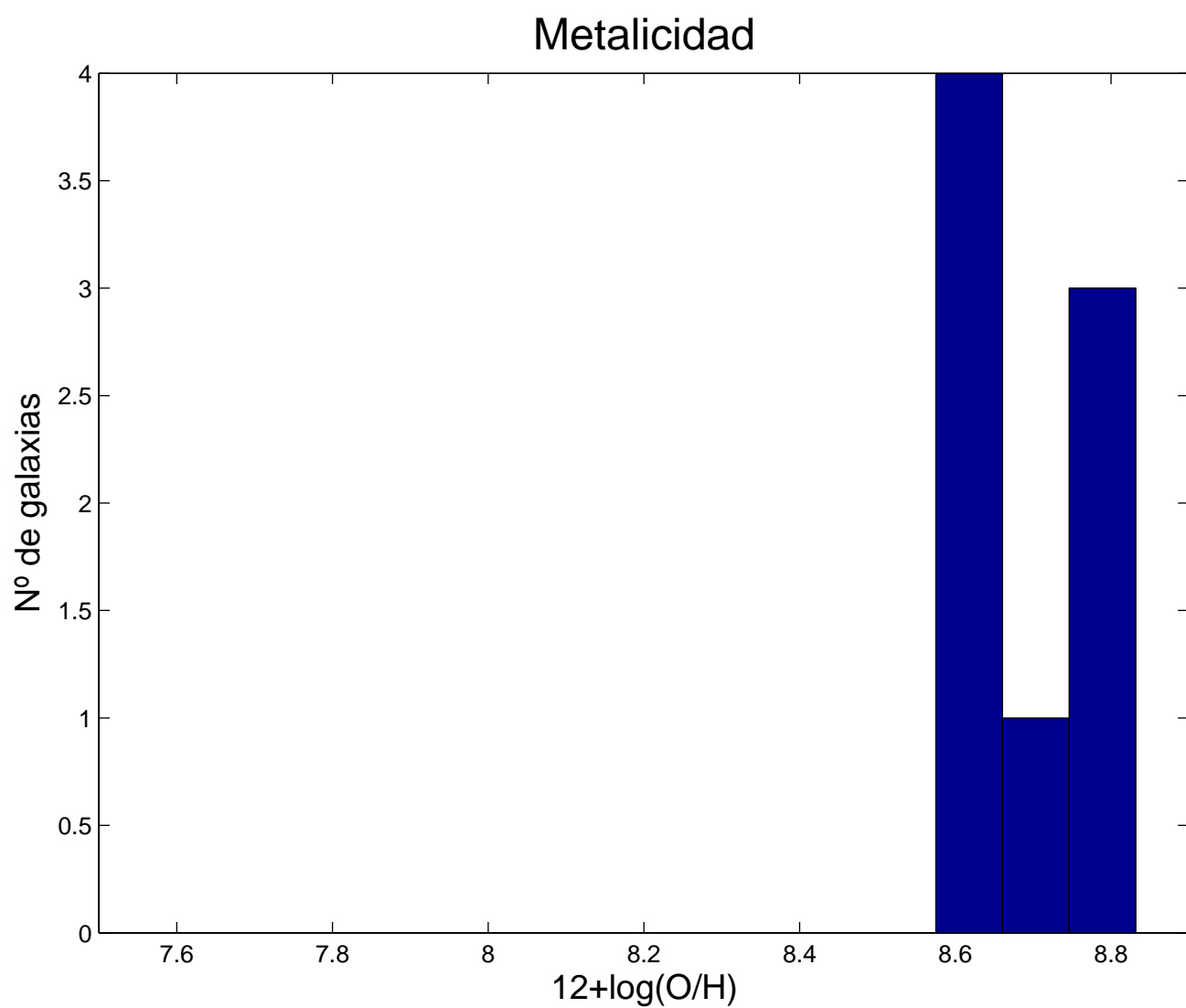


Figura 4.2: Histograma de metalicidades.

CONCLUSIONES Y TRABAJO FUTURO.

- Hemos comprobado que la técnica de filtro estrecho es muy útil para conseguir una muestra uniforme y sin sesgos evidentes de galaxias con formación estelar activa seleccionadas por su emisión en $H\alpha$. Especialmente digno de resaltar es que las luminosidades $H\alpha$ estimadas y los desplazamientos al rojo fotométricos son en general correctos.
- Las galaxias con formación estelar activa a $z=0.8$ seleccionadas con la técnica del filtro estrecho presentan relaciones estructurales bien definidas: hemos comprobado una buena correlación entre SFR vs Masa, SFR vs magnitud absoluta en B, etc. En futuros trabajos se ampliará la muestra para realizar estudios estadísticos detallados que nos permitan discutir la evolución de estas relaciones con el desplazamiento al rojo, así como posibles efectos de selección.
- Las imágenes con alta resolución angular obtenidas con el HST indican que la mayoría de las galaxias con formación estelar a $z=0.8$ son galaxias espirales de propiedades morfológicas similares a las del universo local. Existen algunos procesos de fusión en nuestra muestra pero no son la mayoría, siendo 24 las galaxias en las que no son evidentes procesos de fusión y 4 casos en los que cabe la duda de si son fusiones de galaxias o coincidencias en la línea visual.
- El estudio de la fotometría multibanda y la distribución espectral de energía de nuestros objetos nos permiten concluir que la galaxia con formación estelar activa a $z=0.84$ típica es una galaxia espiral que no presenta procesos de interacción significativos, de masa estelar $5 \cdot 10^{10} M_{sun}$ y cuya tasa de formación estelar observada es del orden de $10 M_{sun} yr^{-1}$.
- La metalicidad media de las galaxias de esta muestra es similar a la solar, en concordancia con otros estudios a desplazamiento al rojo parecidos. Las diferencias en metalicidad con otros estudios son principalmente debidos a efectos de selección. Las discrepancias encontradas están de acuerdo con la dispersión de metalicidades medida por la exploración SDSS.
- Los resultados anteriores confirman que las grandes fusiones y otros procesos que dieron lugar a la secuencia de Hubble debieron ocurrir a desplazamientos al rojo anteriores. Las propiedades de las galaxias con formación estelar a $z \sim 1$ concuerdan con la evidencia de que el cambio en el comportamiento de la densidad cósmica de SFR se produjo a desplazamientos al rojo mayores, más cercanos a $z \sim 2$. El estudio en $H\alpha$ concuerda con los resultados de las exploraciones en el Ultravioleta.

- En el trabajo futuro se extenderá el estudio con filtros estrechos y espectroscopía infrarroja a desplazamientos al rojo mayores ($z \sim 2$) con el fin de analizar una de las épocas de mayores cambios para la población de galaxias del Universo. Estos estudios se llevarán a cabo usando el instrumento EMIR del Gran Telescopio Canarias y otros instrumentos similares en los telescopios Gemini y Keck.

AGRADECIMIENTOS

En primer lugar quiero agradecer a mis directores del trabajo de investigación, Jaime Zamorano y Jesús Gallego su confianza en mi al ofrecerme este trabajo y por sus diligente y acertada dirección a la par que ánimo para poder concluir esta tarea. Ellos me han dado la oportunidad de cumplir una muy deseada inquietud personal de poder adentrarme en el mundo de la investigación en Astrofísica.

He de agradecer muy especialmente el apoyo de Guillermo Barro y Pablo Pérez González por su inestimables ayuda con la base de datos RAINBOW, herramienta indispensable para poder realizar este trabajo. Ellos han atendido eficazmente y con una paciencia estoica todos mis requerimientos de mejora de los pequeños fallos que encontrábamos en esta herramienta en desarrollo continuo. También agradecer sus acertados consejos que dieron luz sobre algunas de las mayores dificultades a las que me he encontrado.

Mencionar la ayuda que me han proporcionado mis compañeros Miguel Charco, Esther Marmol, Ines Crespo y Malgdalena Hernán por sus conocimientos en el campo de la reducción de espectros y su apoyo incondicional. Tengo que agradecer la ayuda proporcionada con el paquete de reducción LIRIS a Cristina Ramos y José Acosta, los cuales me proporcionaron la información necesaria para llevar a buen puerto la reducción de los espectros de esta muestra.

Agradecer a mis compañeros de despacho Sergio Pascual, Nestor Espino y Cristina Díaz la buena convivencia y ayuda que me han dado durante los pocos meses que llevo conviviendo con ellos y que espero que los siguientes mes/años sean tan agradables como lo han sido estos. Tambien dar gracias a Carmen Eliche, Elena Manjavacas y Jaime Izquierdo por su revisión de partes de este texto.

Dar gracias a Víctor Villar, con el que no he tenido mucho tiempo de interaccionar pero del que a través de su trabajo he aprendido mucho.

Para cerrar mis agradecimientos, reconocer la labor de mi familia y mis personas más cercanas, mi novia y mi amigo Francisco Ocaña que son los que en todo momento se preocupan por darme el apoyo logístico, moral y afectivo, sin el que jamás habría podido llegar si quiera a cursar este máster.

BIBLIOGRAFÍA

- [1] Pettini.M & Pagel, B.EJ., 2004,Mon.Not.R.Astron.Soc.348,L59-L63
- [2] Tremonti, C. A., Heckman, T. M., Kauffmann, G., Brinchmann, J., Charlot, S., White, S. D. M., Seibert, M., Peng, E. W., Schlegel,D. J., Uomoto, A., Fukugita, M., & Brinkmann, J. 2004, ApJ,613, 898
- [3] Shapley, A. E., Coil, A. L., Ma, C.-P., & Bundy, K. 2005a, ApJ,635, 1006
- [4] Erb, D. K., Shapley, A. E., Pettini., M., Steidel, C. C, Reddy, N. A., & Adelberger, K. L. 2006a,ApJ, 644, 813
- [5] Hayashi,M,Motohara,K.,Shimasaku,K.,Onodera,M.,Uchimoto,Y.H,Kashikawa,N.,Yoshida.M,Okam Malkan,M.A.,arXiv:0809.5100v1 [astro-ph] 30 Sep 2008
- [6] Rodriguez et al. En preparación.Comunicación en el AEGIS meeting. London, May 19-21 2008.
- [7] Liu,X.Shapley,A.E.,Coil,A.L.,Brinchmann,J. & Ma, C,arXiv:0801.1670v2. astro-ph 1 Apr 2008.
- [8] Willmer, C. N. A.; Faber, S. M.; Koo, D. C.; Weiner, B. J.; Newman, J. A.; Coil, A. L.; Connolly, A. J.; Conroy, C.; Cooper, M. C.; Davis, M.; Finkbeiner, D. P.; Gerke, B. F.; Guhathakurta, P.; Harker, J.; Kaiser, N.; Kassin, S.; Konidaris, N. P.; Lin, L.; Luppino, G.; Madgwick, D. S.; Noeske, K. G.; Phillips, A. C.; Yan, R., ApJ,647:853-873, 20 aug 2008.
- [9] Pérez-González, Pablo G.; Rieke, George H.; Villar, Víctor; Barro, Guillermo; Blaylock, Myra; Egami, Eiichi; Gallego, Jesús; Gil de Paz, Armando; Pascual, Sergio; Zamorano, Jaime; Donley, Jennifer L.,2008ApJ...675..234P
- [10] Díaz,C. et al. Comunicación privada, paper en preparación.
- [11] Kennicutt, Robert C., Jr.,1998ARA&A..36..189K
- [12] Villar, Víctor; Gallego, Jesús; Pérez-González, Pablo G.; Pascual, Sergio; Noeske, Kai; Koo, David C.; Barro, Guillermo; Zamorano, Jaime,2008ApJ...677..169V
- [13] Osterbrock, Donald E., 1989agna.book.....O

- [14] Daddi, E., Cimatti, A., Renzini, A., Fontana, A., Mignoli, M., Pozzetti, L., Tozzi, P., & Zamorani, G. 2004, *ApJ*, 617, 746
- [15] Cappellaro, E., Evans, R. & Turatto, M. *A&A*, 2003
- [16] Gilfanov, M., Grimm, H.J. & Sunyaev, R. *Mo. No. Ro. A. S.*, V347I3, P L57-L60
- [17] Hopkins, A.M., *ApJ*, 2004
- [18] Conselice, C.J. 2008 [arXiv:0806.2405v1](https://arxiv.org/abs/0806.2405).
- [19] Hogg 1999, 2000 *ApJ*...545..549K